

**EIGENFARBEN UND ABSOLUTE HELLIGKEITEN
DER Be-STERNE**

**und deren Verteilung im Bereich
der galaktischen Längen $-45^\circ \leq l \leq 45^\circ$**

DISSERTATION

zur

Erlangung des Grades eines
Doktors der Naturwissenschaften

der

Abteilung für Physik und Astronomie
an der Ruhr-Universität Bochum

von

JÜRGEN R. KOZOK

aus Duisburg

1903

Bochum 1982

EIGENFARBEN UND ABSOLUTE WEISSHEITEN
DER BAUTHEILE

und deren Vertheilung im Innern
der gezeichneten Räume. 1871



Digitized by the Internet Archive
in 2026

**EIGENFARBEN UND ABSOLUTE HELLIGKEITEN
DER Be-STERNE**

**und deren Verteilung im Bereich
der galaktischen Längen $-45^\circ \leq l \leq 45^\circ$**

DISSERTATION

zur

Erlangung des Grades eines
Doktors der Naturwissenschaften

der

Abteilung für Physik und Astronomie
an der Ruhr-Universität Bochum

von

JÜRGEN R. KOZOK

aus Duisburg

Bochum 1982

EIGENFARBEN UND ABSOLUTE HELLKHEITEN
DER BE-STERNE

und deren Verteilung im Bereich
der galaktischen Längen $-45^\circ \leq l \leq 45^\circ$

D I S S E R T A T I O N

zur
Erlangung des Grades eines
Doktors der Naturwissenschaften
der
Abteilung für Physik und Astronomie
an der Ruhr-Universität Bochum



JÜRGEN R. KÖLCK

Dissertation eingereicht am 7. Dezember 1982
Tag der mündlichen Prüfung 2. Februar 1983
Referent Prof. Dr. Th. Schmidt-Kaler
Korreferent Prof. Dr. P.H. Heckmann

Bochum 1982

INHALTSVERZEICHNIS

Zusammenfassung	I
1. Einleitung und Übersicht über Be-Sternmodelle	1
2. Programmsterne und Kriterien für die Zugehörigkeit zu Sternaggregaten	16
2.1. Auswahl der Programmsterne	16
2.2. Kriterien für die Mitgliedschaft in Sternhaufen und Assoziationen	20
2.2.1. Position des Sterns	21
2.2.2. Eigenbewegung	28
2.2.3. Radialgeschwindigkeit	31
2.2.4. Polarisierung	33
2.2.5. Frühester Spektraltyp	34
2.2.6. Verfärbung und Entfernungsmodul	35
2.3. Anwendungshinweise für die Kriterien	36
2.3.1. Sternhaufen	36
2.3.2. Assoziationen	40
3. Anlage der Messungen und Datenreduktion	41
3.1. Meßinstrument	41
3.2. Anlage und Durchführung der Messungen	42
3.3. Reduktion der Messungen	47
3.3.1. Vorreduktion und Extinktion	47
3.3.2. Farbgleichung	52
3.4. Fehlerbetrachtung	58
4. Analyse der Daten	62
4.1. Eigenfarben der dBe-Sterne	62
4.2. Absolute Helligkeiten und kurzwelliges Farbenhelligkeitsdiagramm der dBe-Sterne	75
4.3. Eigenfarben und absolute Helligkeiten der verschiedenen dBe-Spektraltypen	81

4.4.	Zustandsdiagramm der dBe-Sterne und Vergleich mit den Modellvorstellungen	63
4.4.1.	Farbenhelligkeitsdiagramm ($M_V, (B-V)_0$) der dBe-Sterne und theoretischer Einfluß der Rotationsgeschwindigkeit	83
4.4.2.	Einfluß der Hüllenmaterie	87
4.4.3.	Leuchtkräfte und effektive Temperaturen der dBe-Sterne	91
4.4.4.	Zusammenfassender Vergleich der Ergebnisse mit den Modellvorstellungen	95
4.5.	Variabilität der dBe-Sterne und die Auswirkungen auf Eigenfarben und absolute Helligkeiten	100
4.6.	Eigenfarben und absolute Helligkeiten der cBe-Sterne	103
5.	Entfernungen und räumliche Verteilung der Be-Sterne sowie die galaktische Struktur im Längenbereich des galaktischen Zentrums von $l = 315^\circ$ bis 45°	118
5.1.	Absolute Helligkeiten und Entfernungen der Programmsterne von der Sonne	118
5.2.	Vollständigkeit und Reichweites des Kataloges	123
5.3.	Verteilung in der galaktischen Ebene (l, r)	125
5.4.	Nachweis und Entfernung der inneren Arme	127
5.5.	z -Verteilung der Be-Sterne	133
5.6.	Galaktische Struktur im Längenbereich $l = 315^\circ$ bis 45°	135
6.	Anhang	140
6.1.	Exkurs über Sternhaufenradien	140
6.2.	Be-Sterne in Sternhaufen und Assoziationen	144

6.2.1.	Katalog der verwendeten Sternhaufen und Assoziationen mit den dazugehörigen Be-Sternen	147
6.2.2.	Diskussion einzelner Sternaggregate und Sterne	178
6.2.3.	Literatur zum Katalog 6.2.1.	181
6.3.	Katalog der beobachteten Emissionslinien-Sterne der Großen Magellanschen Wolke	187
6.4.	Katalog der galaktischen Be-Sterne ($-45^{\circ} \leq l \leq 45^{\circ}$)	193
6.5.	Katalog der dBe-Sterne in Sternhaufen und Assoziationen mit MK-Klassifikationen sowie ermittelte Helligkeits- und Farbelexzesse, Leuchtkräfte und effektive Temperaturen	205
6.6.	Tabelle der Extinktions- und Standardsterne	208
6.7.	Katalog der galaktischen cBe-Sterne in Sternhaufen und Assoziationen	209
7.	Literaturverzeichnis	210

ZUSAMMENFASSUNG

In der vorliegenden Arbeit wurden 286 Be-Sterne in 113 Sternhaufen sowie 106 Be-Sterne in 38 Assoziationen zu Bestimmung der Eigenfarben und absoluten Helligkeiten der Be-Sterne auf Mitgliedschaft in den Aggregaten untersucht. Dazu mußten verschiedene Mitgliedschaftskriterien auf ihre Verwendungsfähigkeit analysiert und einheitliche statistische Methoden entwickelt werden, die die Gewichte für die Mitgliedschaft ergaben.

Die UBV-Daten der dBe-Sterne stammen zum Teil aus eigenen Beobachtungen von Objekten der südlichen Hemisphäre und zum Teil aus der Literatur. Für die Herleitung der charakteristischen Daten der cBe-Sterne sind ergänzend Mitgliedsterne der Großen Magellanschen Wolke beobachtet worden, die einer Durchmusterung auf H α - Emissionslinienobjekte (Bohannon und Epps, 1974) entnommen worden sind. Die Messungen erfolgten mit einem 61cm Teleskop und rechnergesteuertem Photometer in Chile während dreier Beobachtungsperioden. Mit einem für den Institutsrechner pdp 11/60 entwickelten Programmpaket wurden die Daten auf das Johnson-Morgan System reduziert.

Der Ort der dBe-Sterne im Zweifarbendiagramm konnte aus den über die Mitgliedschaftswahrscheinlichkeiten gewichteten Daten von Sternhaufensternen hergeleitet werden. Zusätzlich berücksichtigte die Analyse des kurzwelligen Farbenhelligkeitsdiagramms Be-Sterne in Assoziationen; insgesamt fanden 127 Sterne in 71 Sternhaufen und 15 Sterne in 11 Assoziationen Verwendung. Außerdem wurden für alle Objekte, von denen Spektralklassifikationen bekannt sind, die Leuchtkräfte und effektiven Temperaturen bestimmt und für die einzelnen Typen gemittelt angegeben.

Die Diskussion der Ergebnisse im Rahmen der existierenden Be-Sternmodelle ergab eine weitgehende Übereinstimmung mit dem Sternwindmodell. Weiterhin konnte in der vorliegenden Arbeit gezeigt werden, daß die hohe Rotationsgeschwindigkeit der Be-Sterne alleine nicht ausreicht, die Ergebnisse der photometrischen Analyse zu erklären.

Die Eigenfarben und absoluten Helligkeiten der cBe-Sterne wurden mit Hilfe der $H\alpha$ -Emissionslinienobjekte der GMW analysiert. Aus Grund der geringen Zahl der B1e-Sterne mit Leuchtkraftklassifikationen konnten die absoluten Helligkeiten nur genähert festgelegt werden. Sie entsprechen weitgehend den Werten der normalen Überriesen; ihre Eigenfarben $(B-V)_0$ sind dagegen im Mittel um etwa 0.08 rötter als die der Überriesen ohne Emission.

Die frühen B1Ie-Sterne liegen im $(U-B)_0$ - M_V -Diagramm etwa 0.5 unterhalb der Sequenz der normalen B1I-Überriesen und sind in $(B-V)_0$ um ≈ 0.1 rötter. Der Bereich später Typen mit $(U-B)_0 > -0.7$ konnte wegen des fehlenden Datenmaterials nicht analysiert werden.

Die charakteristischen photometrischen Daten lassen sich für die Herleitung der Verfärbungen und Entfernungen von Be-Sternen verwenden. Als Beispiel einer solchen Anwendung wurde die Verteilung der Be-Sterne in Richtung zum galaktischen Zentrum untersucht. 440 Be-Sterne des Kataloges von Wackerling (1970) sind im Bereich der galaktischen Länge von $l = 315^\circ$ bis 45° mit $|b| \geq 20^\circ$ gemessen worden; ihre Verfärbungen und Entfernungen wurden abgeleitet.

Die inneren Spiralarme -I und -II konnten unter Verwendung zusätzlicher Spiralarmindikatoren nachgewiesen werden. Weiterhin ergaben sich Hinweise auf einen Arm -III, der in etwa 5 kpc Entfernung liegt.

1. EINLEITUNG UND ÜBERSICHT ÜBER Be-STERNMODELLE

Die Kenntnis der Eigenfarben und absoluten Helligkeiten von verschiedenen Sterntypen ist fundamental für viele astrophysikalische Untersuchungen, denn diese charakteristischen photometrischen Größen sind eng korreliert mit den Zustandsgrößen eines Sterns wie Leuchtkraft L , Oberflächentemperatur T_{eff} und Radius R .

Die Eigenfarbenindizes sind ein Maß für das Verhältnis der Strahlungsströme bei zwei verschiedenen isophoten Wellenlängen relativ zu diesem Verhältnis bei A0-Sternen. Sie kennzeichnen die Energieverteilung im Sternspektrum. Betrachtet man Sterne als Schwarze Strahler, dann würde im Bereich der Wienschen Näherung der Farbenindex eine lineare Funktion der reziproken Temperatur sein. In der UVB - Photometrie, ein breitbandiges System das auf Johnson und Morgan (1953) zurückgeht, korreliert deswegen die Eigenfarbe $(B-V)_0$ gut mit dem Spektraltyp, oder genauer gesagt mit der Temperatur. Der dritte Spektralbereich (U) gestattet die Bildung eines zweiten Farbenindex und damit eines unabhängigen Parameters als Maß zum Beispiel für die Leuchtkraft.

Aus der absoluten Helligkeit M_V des Sterntyps läßt sich die Leuchtkraft relativ zur Sonnenleuchtkraft bestimmen, wenn die bolometrische Korrektur (B.C.) bekannt ist. Sie transformiert M_V in die bolometrische Helligkeit $M_{\text{bol}} = M_V + \text{B.C.}$, die sich auf die gesamte Strahlung eines Sterns zwischen $\lambda = 0$ und $\lambda = \infty$ bezieht. Der Nullpunkt ist durch die Anforderung festgelegt, daß die bolometrische Korrektur niemals positiv ist; für die Sonne gilt $\text{B.C.} = -0.19$. Die Ableitung der B.C. setzt die Kenntnis der Energieverteilung im Sternspektrum für alle Wellenlängen voraus.

Die Farbenhelligkeitsdiagramme der UBV - Photometrie, bei denen ein Farbenindex gegen M_V aufgetragen wird, stellen eine modifizierte Form eines Zustandsdiagramms der Sterne dar. Aus diesen Größen können Rückschlüsse über den Aufbau und die Entwicklung solcher astrophysikalischer Objekte erhalten werden. Daneben lassen sich für Sterne, die einem bestimmten Typ angehören, interstellare Verfärbungen und Entfernungen angeben (vgl. Kapitel 4.). Insbesondere auf Grund der hohen Reichweite der UBV - Photometrie ist man in der Lage, Studien über die galaktische Verteilung bestimmter Typen und ihren Zusammenhang mit der großräumigen Struktur durchzuführen.

Die absoluten visuellen Helligkeiten und Eigenfarben sind für die meisten Sterntypen gut bekannt (Schnidt-Kaler, 1982). Zu den wenigen Gruppen, für die sie bis heute noch recht unsicher sind, gehören die Be-Sterne. Das Ziel der vorliegenden Arbeit ist es, die Eichung ihrer charakteristischen photometrischen Größen durchzuführen sowie das photometrische Erscheinungsbild der Be-Sterne im Rahmen der Modellvorstellungen zu diskutieren. Als Anwendung der Eichung soll zudem die räumliche Verteilung der Be-Sterne in Richtung zum galaktischen Zentrum untersucht werden.

Bei den Be-Sternen handelt es sich um heiße OB-Sterne, die Wasserstoffemissionslinien im Spektrum aufweisen. Diese Linien entstehen in ausgedehnten zirkumstellaren Atmosphären oder Hüllen, die optisch dünn sind, das heißt im wesentlichen durchlässig für die Kontinuumsstrahlung außerhalb der Linien. Die Emissionslinien sind zentral eingelagert in die Absorptionsprofile der ersten Balmerlinien und manchmal der Linien einiger einfach ionisierter Elemente (z.B. FeII, TiII),

oder sie überlagern diese Linien. Dabei ist die Stärke der Emission von Stern zu Stern verschieden. Manche zeigen $H\alpha$ in Emission, während die $H\beta$ - Linie aufgefüllt ist und man $H\gamma$ nur noch in Absorption findet. Bei anderen Sternen erstreckt sich die Emission bis zu höheren Balmerlinien. Außerdem wurden bei einigen Sternen zeitliche Variationen in der Struktur und Stärke der Emissionslinien beobachtet. Die Absorptionslinien dieser Sterne, soweit es sich nicht um Überriesen handelt, sind oft sehr stark verbreitert, was auf hohe Rotationsgeschwindigkeiten (200 - 450 km/s) an der Sternoberfläche schließen läßt.

Den ersten Stern dieser Art (γ Cas) entdeckte A. Secchi im Jahre 1866. Bereits zu Beginn dieses Jahrhunderts erfolgte das erste systematische Beobachtungsprogramm, das R. H. Curtiss 1911 im Ann Arbor in Michigan durchführte. Mittlerweile kennt man mehr als 5000 Frühtypemissionsliniensterne der Milchstraße (Katalog von Wackerling, 1970), von denen eine sehr große Zahl Oe oder Be als Spektraltyp haben.

Die Untersuchungen ihrer Häufigkeit im Vergleich zu Sternen des gleichen Spektraltyps ohne Emission (Massa, 1975) haben ergeben, daß etwa 20% der B1- bis B5-Sterne, wo das Maximum der Häufigkeit liegt, dieses Phänomen zeigen. Im Bereich der B5- bis B9-Typen sind es noch etwa 10%. Zu den frühen Spektraltypen erstreckt sich die Erscheinung bis O7.5 (Frost und Conti, 1976), wobei die Häufigkeit ebenfalls 10% beträgt. Die Analysen der Häufigkeit der Be-Sterne relativ zu denen der normalen B-Sterne in Sternhaufen haben diese Ergebnisse im wesentlichen bestätigt (z.B. Meadows, 1960, sowie Schild und Romanishin, 1976).

Trotz der großen Zahl von Objekten und den umfangreichen Untersuchungen des Phänomens seit der Entdeckung ist es noch nicht gelungen, die Be-Sterne vollständig zu verstehen oder die charakteristischen photometrischen Größen mit der gewünschten Genauigkeit abzuleiten. Dem theoretischen Verständnis nach unterteilt man die Objekte in fünf Gruppen (Bidelman, 1976):

1. schnell rotierende Einzelsterne,
2. wechselwirkende Doppelsterne,
3. Überriesen,
4. Frühtyp-Nebelvariable (Herbig Ae- und Be-Sterne),
5. quasisplanetarische Nebel (zum Teil Radiostrahler; sehr starke zirkumstellare Hüllen).

Die vorliegende Untersuchung unterscheidet zwischen dBe- und cBe-Sternen. Die Präfixe c (besonders scharfe Spektrallinien) und d (dwarf) kennzeichnen in der älteren Literatur die Überriesen beziehungsweise Hauptreihensterne. Sie beziehen sich auf Spektren geringer Dispersion ($\approx 50 \text{ nm/mm}$). Im Rahmen dieser Arbeit wird der Kürze wegen die Bezeichnungweise übernommen.

Die klassischen Be-Sterne sind die dBe-Objekte. Sie zeigen ein B-Typ Spektrum der Leuchtkraftklasse III-V mit überlagerten Balmeremissionslinien. Im wesentlichen handelt es sich um schnell rotierende Einzelsterne (Gruppe 1); zum Teil findet man aber auch wechselwirkende Doppelsterne (Gruppe 2). Die cBe-Sterne (Gruppe 3) sind Sterne der Leuchtkraftklassen I-II. Die Objekte der Klasse 4 dagegen repräsentieren sehr junge Sterne, die vermutlich noch im Vorhauptreihenstadium sind, während Sterne der Gruppe 5 genetisch alt sind. Für die

beiden letzten Gruppen müssen verschiedene Ursprünge der Hüllenbildung angenommen werden. Sie gehören nicht zu den dBe-Sternen und müßten von der Analyse ausgeschlossen werden. Auf Grund der UBV - Photometrie alleine ist eine Trennung jedoch nicht möglich. Ihre Häufigkeit ist aber gering, so daß statistisch gesehen die dBe-Sterne die Stichprobe dominieren. Für die cBe-Sterne ist die Situation einfacher, da für die verwendeten galaktischen Objekte Spektralklassifikationen vorliegen, die eine eindeutige Zuordnung zur Gruppe 3 erlauben. Im Falle der Emissionsliniensterne der GMW erfolgt die Abtrennung über die hohe Leuchtkraft der Überriesen (vgl. Kapitel 4.6.).

In die Einteilung geht wesentlich die Vorstellung ein, die man sich heute vom Aufbau der klassischen Be-Sterne und der physikalischen Ursache des Be-Phänomens macht. Sind die B[e] klassifizierten Sterne (Gruppe 5) wirklich beträchtlich verschieden von den Be-Sternen, oder liegt ein ähnlicher Aufbau der Atmosphäre oder Hülle mit modifizierten physikalischen Parametern zugrunde, wie von Doazan und Thomas (1982) geäußert wurde?

Die Ergebnisse der photometrischen Untersuchung sollen deshalb insbesondere auf Konsistenz mit den unterschiedlichen Modellen überprüft werden, um gegebenenfalls zwischen diesen entscheiden zu können sowie weitere Hinweise über den Aufbau der Be-Sterne zu erhalten.

Allgemein akzeptiert ist, daß der Ursprung der Emissionslinien in einer den Stern umgebenden Hülle liegt. Über die Bildung der Hülle und die Struktur um den Stern existieren verschiedene Vorstellungen. Die wichtigsten Ansätze stelle ich im folgenden Abschnitt vor.

Sie repräsentieren ad hoc Modelle, die einige Beobachtungen beschreiben können, jedoch nie alle auftretenden Phänomene. Es sind erste Ansätze, die Dynamik und die physikalischen Bedingungen in der Atmosphäre und der äußeren Umgebung der Be-Sterne zu verstehen. Eine ausführliche Darstellung findet man in den Übersichtsartikeln von Poeckert (1982), Marlborough (1982) und Harmanec (1982) sowie Underhill und Doazan (1982).

Ein erster Modellvorschlag wurde von Struve (1931) vorgestellt. Die zirkumstellare Materie befindet sich in einem dünnen elliptischen Ring um den Stern. Die langzeitperiodischen V/R-Variationen (Änderungen des Verhältnisses der violett- und rotverschobenen Komponenten der Emissionslinienprofile) lassen sich als gleichmäßige Bewegung der Apsidenlinie des Rings deuten. Als Ursache dieser Bewegung und ihrer Variationen wird die Wechselwirkung zwischen dem Sternwind und dem Ring gesehen (Huang, 1978). Um das Konzept der Apsidendrehung aufrecht zu erhalten, muß die Ausdehnung des Rings sowohl radial als auch senkrecht zur Ringebene klein sein. Die Bildung von tiefen Hüllenabsorptionslinien, die phasenweise in manchen Be-Sternen auftreten, ist damit nicht erklärbar. Kriz (1979a,b) hat theoretische Linienprofile berechnet, die man nach Durchgang der Sternstrahlung durch die elliptischen Ringe erhält. Um die beobachteten Emissionslinienprofile nachzuzeichnen, müßten die Ringe in $H\alpha$ optisch dick sein und radiale Ausdehnungen von $5R_*$ (R_* : Sternradius) besitzen. Es handelt sich eher um elliptische Scheiben; das heißt, die dynamischen Argumente für das Ringmodell fallen fort. Die Annahme einer elliptischen oder zumindest ovalen Struktur der Hülle ist wahrscheinlicher, wenn der Be-Stern Mitglied eines engen Doppel-

sternsystems ist (Gruppe 2). Bei einigen Systemen wurden Korrelationen zwischen den spektralen Variationen und der Umlaufperiode nachgewiesen (z.B. HR 2142).

Eine weitere Gruppe von Modellen geht von scheibenförmig verteilter kühler Materie in der Äquatorebene der schnell rotierenden Sterne aus. In diesem Gebiet entstehen die typischen Hüllenabsorptionslinien, die Balmeremissionslinien, die Polarisierung der Sternstrahlung sowie der Strahlungsbeitrag der Hülle zum beobachteten Kontinuum durch Emission von frei-frei und frei-gebunden Strahlung. Die Materiedichte beträgt dort 10^8 bis 10^{13} Teilchen pro cm^3 bei Temperaturen von etwa 10^4 K. Die Lage der weiteren Gebiete wie der Korona und der Übergangsschicht zur Korona wird unterschiedlich angenommen. Die Vorstellungen reichen von einer zirkumstellaren Anordnung innerhalb der kühlen Scheibe bis zur Überlegung, daß durch Turbulenzen an der Grenzschicht der Scheibe Schockwellen in den Bereich geringer Dichte laufen, die eine Korona entstehen lassen. Diese Modellansätze sind ebenfalls in der Lage, einen begrenzten Satz von Beobachtungen (z.B. ein optisches Spektrum und das H α -Linienprofil) zu erklären. Zusätzliche Daten wie kurzperiodische V/R-Variationen oder das UV-Spektrum des Sterns lassen sich nicht einarbeiten, oder sie werden stark abweichend vorhergesagt.

Neben dem weitgehend ungeklärten Aufbau der äußeren Atmosphäre oder Hülle ist die Frage nach der Ursache des Be-Phänomens und damit nach der Physik sowie dem genetischen Zustand des unter der Hülle liegenden Sterns ebenso unsicher. Eine Reihe von Untersuchungen der dBe-Sterne des Nordhimmels (z.B. Schmidt-Kaler, 1964a, b, c

und Schild, 1966 sowie Schild und Romanishin, 1976) haben sich unter anderem mit der Bestimmung der Eigenfarben und absoluten Helligkeiten beschäftigt, die Aufschlüsse über den Stern geben könnten. Als Grundlage diente den Arbeiten die Mitgliedschaft der Objekte in Sternhaufen und Assoziationen. Es ergab sich aus den Untersuchungen, daß die dBe-Sterne im Mittel 0.5^m bis 1^m (m: Größenklasse) über der Alter-Null-Hauptreihe stehen (vgl. auch Mermilliod, 1982).

Auf die Frage, wie die Position im Hertzsprung-Russell-Diagramm (HRD) verstanden werden kann, gibt es mehrere Antworten, die sehr stark vom Modellverständnis abhängen. Plejone zum Beispiel befindet sich in der zweiten Kontraktionsphase nach Beendigung des H-Brennens im Kern (Crampin und Hoyle, 1960). Schmidt-Kaler (1964c) schlug diese evolutionäre Phase als Erklärung der Position aller dBe-Sterne im HRD vor. Gegen diese genetische Interpretation sprechen Untersuchungen (z.B. Hardop und Strittmatter, 1970 sowie Meyer-Hofmeister und Thomas, 1971), wonach es verglichen mit der Dauer dieser Phase zu viele Be-Sterne gibt und Massenverlust sowie Ausbildung des Be-Phänomens bei Modellen von rotierenden Sternen auch in früheren Phasen der Evolution auftreten können.

In diesem Zusammenhang sind die verschiedenen Modellansätze wichtig, die für die Bildung der Hülle entwickelt wurden, da sie zum Teil unterschiedliche Positionen des Sterns im HRD erwarten lassen. Als wesentliche Alternativen werden genannt: Rotation, Sternwind, Massenfluß in Doppelsternsystemen und neuerdings auch nicht-radiale Pulsationen der Sternatmosphäre (Baade, 1982), wie sie von β Cephei-Sternen bekannt sind.

Struve (1931) nahm auf Grund der hohen beobachteten $v \cdot \sin(i)$ -Werte (v : Rotationsgeschwindigkeit des Sterns, i : Neigung der Rotationsachse zur Sichtlinie) einiger Objekte für sein Modell an, daß Be-Sterne mit kritischer Geschwindigkeit rotieren und deswegen am Äquator Materieausfluß zeigen. (Unter der kritischen Geschwindigkeit v_k versteht man die Geschwindigkeit, bei der ein Stern rotationsinstabil wird und in der Äquatorebene Materie zu verlieren beginnt.) In diese Richtung gehende theoretische Untersuchungen neuerer Zeit (Endal, 1982) ergaben, daß die Rotationsgeschwindigkeit des Sterns auf der Alter-Null-Hauptreihe (ZAMS) nur $0.7 \cdot v_k$ betragen muß, damit der Stern während der Entwicklung noch im Stadium des Wasserstoffbrennens die kritische Geschwindigkeit erreicht. Der Vergleich der Häufigkeit von Be- zu B-Sternen läßt diese Erklärung möglich erscheinen.

Die hohe Rotationsgeschwindigkeit des Sterns hat auch einen Einfluß auf die UBV-Werte wie Rechnungen von Collins und Sonneborn (1977) ergaben. Sterne, die fast mit kritischer Geschwindigkeit rotieren, zeigen eine Rötung im (B-V)-Index und vor allem die späteren Typen haben gegenüber vergleichbaren langsam rotierenden B-Sternen ein Defizit in der M_V -Helligkeit. Diese Erscheinungen lassen sich durch die unsymmetrische Massenverteilung erklären, die sich auf Grund der hohen Rotationsgeschwindigkeit ergibt und die unterschiedliche Effektivtemperaturen bei verschiedenen Breitengraden des Sterns bewirkt. Die Helligkeit und die Farbenindizes sind dann ebenfalls von der Neigung i der Rotationsachse zur Sichtlinie abhängig. Eine Analyse der auftretenden Exzesse sollte deswegen auch gegenüber den $v \cdot \sin(i)$ -Werten der Sterne erfolgen.

Aus Beobachtungen im ultravioletten Bereich ist bekannt, daß Be-Sterne Massenflüsse mit hohen Expansionsgeschwindigkeiten haben, die ähnlich dem Sternwind der heißen O-Sterne sind. Die Rotationsasymmetrie läßt an den Polen des Sterns andere Dichten und Strömungsgeschwindigkeiten erwarten als am Äquator. Diese Verhältnisse führen im Rahmen der Modellvorstellung von Poeckert und Marlborough (Übersicht: Poeckert, 1982) zur Ausbildung einer dichten Scheibe, in der die Emissionslinien und weiteren Erscheinungen des Be-Phänomens erzeugt werden. Über die Schwierigkeiten des Modells, die kurzperiodischen V/R-Variationen zu deuten, wurde oben schon berichtet. Die langperiodischen Änderungen einiger Be-Sterne lassen sich durch den Einfluß eines zweiten Sterns erklären.

In einem engen Doppelsternsystem kann es zur Ausbildung einer Hülle kommen, ohne daß der Begleiter die Roche Grenze ausfüllt (Suzuki, 1979). Die Bewegung der äußeren Teile der Scheibe um den Be-Stern entsprechen den stabilen periodischen Bahnen eines eingeschränkten Dreikörperproblems. Das Problem der "fehlenden Bedeckungsveränderlichen" ist leicht verständlich, wenn der Begleiter ein deutlich getrennter relativ kleiner Stern ist. Die Anzahl der zu erwartenden Bedeckungsveränderlichen ist dann wesentlich kleiner. Ein solch schwacher Stern läßt sich nur schwer durch seine Linien im Spektrum nachweisen, da die Hauptkomponente ihn überstrahlt.

Das neueste vorgeschlagene Modell geht davon aus, daß auf Grund der ähnlichen Lage im HRD eine Beziehung zwischen Be- und β Cephei-Sternen besteht. Baade (1982) konnte die beobachteten Radialgeschwindigkeits- und V/R-Variationen von 28 CMa durch nichtradiale Pulsationen der Sternatmosphäre erklären. (Für λ Eri fand

Bolton (1982) ein analoges Verhalten.) UV-Beobachtungen mit dem Copernicus Satelliten von 28 CMa (Snow, 1979) zeigen ein deutliches "Schalen"-Spektrum für den bei kleiner Inklination i (i : Neigungswinkel der Rotationsachse zur Sichtline, ein "pole-on" Stern) gesehenen Stern, was auf das Vorhandensein dichter Materie auch an den Polen schließen läßt. Solche Verhältnisse lassen die anderen Modelle nicht erwarten.

Die unterschiedlichen Modelle sind jeweils an einen bestimmten Satz von Beobachtungen gebunden; Daten, die zur Bildung der Alternativmodelle führten, können sie nur teilweise erklären. Im Rahmen der Analyse der Photometrie sind die Einzelaspekte und Vorhersagen der Modelle zu studieren. Die zu erwartenden Einflüsse der Hülle auf die UBV-Daten beschreibe ich an dieser Stelle summarisch. In der Diskussion (Kapitel 4.) werden die Aspekte ausführlich behandelt.

Die Be-Sterne zeigen Hüllen unterschiedlichster Dichte, deren Einfluß von der Schwächung des Sternlichts im Bereich der UBV-Photometrie und damit verbunden einer Verstärkung der IR-Strahlung bis zu einem Zusatzfluß der Hülle im gesamten Spektralbereich $\lambda > 100 \text{ nm}$ reichen. Er repräsentiert die Emission von frei-frei und frei-gebunden Strahlung der Hülle und erreicht im Spektralbereich der UBV-Photometrie maximal 10% des Sternflusses (Poeckert, 1982).

Zusätzlich sind für die UBV-Photometrie Unterschiede zu erwarten, wenn die Materie scheibenförmig in der Äquatorebene verteilt ist, je nachdem ob bei einem Stern desselben Typs auf den Pol ("pole-on") oder auf den Äquator ("equator-on") gesehen wird. Daraus resultieren Exzesse in den Farbenindizes und absoluten Helligkeiten, die natürlich auch von der Dichte der Hüllenmaterie ab-

hängen. In diese Richtung wirkt ebenfalls der Einfluß der schnellen Rotation der Sterne, die eine deutliche Abplattung des Sterns und damit eine Verteilung der T_{eff} - und ρ -Werte über den Stern bewirkt (Sonneborn, 1982). Von diesen Effekten wird auch die Spektralklassifikation beeinflusst, auf die man sich bei der Interpretation der Exzesse bezieht; ein unter einer Inklination $i = 90^\circ$ ("equator-on") gesehener Stern wird später klassifiziert, als ein mit $i = 0^\circ$ ("pole-on") beobachteter Stern mit eigentlich demselben Spektraltyp.

Die genaue Analyse der Helligkeits- und Farbenexzesse und der Lage der Sterne im HRD kann helfen, zwischen den einzelnen Modellen und ihren Vorhersagen zu entscheiden.

Den bisher in diese Richtung durchgeführten photometrischen Untersuchungen stand wenig Datenmaterial zur Verfügung. Schmidt-Kaler (1964a, c) ging für die Eichung der Eigenfarben und absoluten Helligkeiten der Be-Sterne von 42 Objekten in 10 Sternhaufen und 10 OB-Assoziationen aus, während Schild und Romanishin (1976) 41 Be-Sterne in 29 Sternhaufen in ihre Arbeit einbezogen. Um zu einem umfangreicheren Datenmaterial für die Eichung zu gelangen, werden im Rahmen dieser Arbeit 389 Be-Sterne in 113 galaktischen Sternhaufen und 38 Assoziationen auf Mitgliedschaft in diesen Sternaggregaten untersucht und für die Analyse verwendet.

Die photometrischen Charakteristika der cBe-Sterne sind bisher nicht genau untersucht worden, denn auf Grund der weit geringeren Anzahl von Objekten findet man nur wenige, die zu Sternhaufen und Assoziationen gehören. Sie sind in dem oben genannten Datenmaterial enthalten.

Für die Gruppe der cBe-Sterne gibt es keine stark unterschiedlichen Modellvorstellungen, vielmehr werden Ansätze im Rahmen der allgemeinen B-Überriesenmodelle diskutiert, denn das Auftreten von H α -Emissionslinien ist bei B-Typ Überriesen nicht ungewöhnlich. Eine schwache, variable Emissionslinie wird oft bei H α für Überriesen der Leuchtkraftklasse Ia gefunden, aber viel seltener für Ib Überriesen.

Die Überriesen besitzen auf Grund der evolutionären Phase ausgedehnte Atmosphären, deren Radien für späte B1-Spektraltypen größer sind als für frühe. Ultraviolett-spektren einiger Überriesen lassen vermuten, daß sie außen in ein koronaähnliches Gebiet übergehen. Aus der Photosphäre resultiert das kontinuierliche Spektrum der Überriesen, während die auffälligen Linien in den äußeren Gebieten gebildet werden. Vergleichbar zu den dBe-Sternen entstammt die Emission der äußeren Hülle. Hutchings (1968) erhielt aus Modellrechnungen durch die Anpassung an beobachtete Linienprofile, daß der Abstand des Gebietes etwa bei $1.5 R_{\star}$ liegt. Die Struktur der äußeren Hülle ist nicht homogen. Gerade bei Überriesen werden Hinweise auf die Gegenwart von heißem und kaltem Plasma gefunden, welches nicht notwendigerweise die gesamte Sternscheibe bedeckt oder auf eine sphärische Schale beschränkt ist. Einen weiteren Hinweis in diese Richtung liefern Polarisationsmessungen. Die Tatsache, daß der Grad der Polarisation variabel ist, läßt vermuten, daß die Atmosphäre des Überriesen nicht sphärisch symmetrisch ist und daß Änderungen der äußeren Form auftreten. Die Eigenpolarisation ist vermutlich das Ergebnis von Elektronenstreuung in den äußeren Teilen der Atmosphäre der Überriesen. (Eine allgemeine Übersicht der Beobachtungen und Modellvorstellungen

von B-Typ Überriesen findet man in Underhill und Doazan, 1982.) Ausführlicher gehe ich auf die Modellaspekte und die Auswirkungen auf Eigenfarben und absolute Helligkeiten in der Diskussion der Daten der cBe-Sterne ein.

Die Emissionsliniensterne der Großen Magellanschen Wolke (GMW) bieten eine Möglichkeit, die Stichprobe für die Eichung und Untersuchung der Eigenfarben und absoluten Helligkeiten der Überriesen zu erweitern, denn die meisten der helleren Emissionslinienobjekte dürften vom Typ cBe sein.

Die GMW und unsere Galaxis weisen in der chemischen Zusammensetzung ihrer Sternmaterie große Ähnlichkeit auf. Zudem sind sie nicht weit voneinander entfernt, so daß einzelne Sterne gut beobachtet werden können, wenn die Sterndichte der Umgebung nicht zu groß ist und die Objekte hell genug sind. Das ergibt einen Auswahl-effekt für Sterne höherer Leuchtkraft, das heißt gerade für cBe-Sterne. Die GMW steht weit außerhalb der galaktischen Ebene, weswegen die interstellare Verfärbung in ihre Richtung gering ist. Zusätzlich streut die Verfärbung nur über einen relativ kleinen Bereich, wie Isserstedt (1975) gezeigt hat. Mit der gut bekannten Entfernung der GMW, wobei der durch die Tiefenausdehnung der Wolke gegebene Fehler genauer diskutiert werden muß (vgl. Abschnitt 4.6.), bietet sie für die Analyse der Eigenfarben der cBe-Sterne ähnliche Vorteile wie die Sternhaufen und Assoziationen in unserer Galaxis. Die Spektral- und Leuchtkraftklassifikationen fehlen für die meisten dieser entfernten Sterne auf Grund der relativ geringen Helligkeiten.

Sind die Eigenfarben und absoluten Helligkeiten der dBe- und cBe-Sterne bekannt, können wir die räumliche

Verteilung der Sterne in unserer galaktischen Umgebung untersuchen. Aus den beobachteten UBV-Werten lassen sich über die photometrischen Standarddaten der Be-Sterne deren Entfernungen bestimmen. Arbeiten von Schmidt-Kaler (1964a, b) haben gezeigt, daß die frühen Be-Sterne (Boe-B2e) ähnlich wie die OB-Sterne geeignet sind, Aussagen über die Struktur unserer Galaxis zu gewinnen. In dieser Arbeit wird speziell der Bereich zwischen $l = 315^\circ \dots 45^\circ$ galaktischer Länge untersucht, das heißt in Richtung des galaktischen Zentrums.

Es sollte möglich sein, den Verlauf des Armes -I im Bereich $0^\circ \leq l \leq 45^\circ$ zu analysieren. Humphreys (1979) glaubt, auf Grund der Beobachtung von Überriesen darauf schließen zu können, daß er sich entlang der Sichtlinie in Richtung $l = 30^\circ$ erstreckt. Diese Meinung wird auch durch Untersuchungen der HII-Gebiete (Georgelin et. al., 1979) und der jungen offenen Sternhaufen (Fenkart, 1979) unterstützt. Im Bereich zwischen 315° und 0° sind mit Hilfe der Boe- bis B2e-Sterne Aufschlüsse über die Existenz und den Verlauf des Armes -II zu erwarten.

Die Analyse der z-Verteilung der frühen Be-Sterne sollte es ermöglichen, die Lage der Arme relativ zur galaktischen Ebene zu bestimmen. Schmidt-Kaler und Schlosser (1973) haben in einer Arbeit über den Arm -I an Hand flächenphotometrischer Beobachtungen nachgewiesen, daß der Spiralarm Filamente besitzt, die nicht in der galaktischen Ebene liegen, sondern um $\approx 10^\circ$ dazu geneigt sind.

Untersuchungen dieser Art bieten die Voraussetzungen für eine Analyse der galaktischen Kinematik (Crampton, 1968), die im Rahmen der vorliegenden Arbeit nicht durchgeführt werden kann, da die zusätzlich notwendigen Daten über die Raumgeschwindigkeit der Sterne nicht vorliegen.

2. PROGRAMMSTERNE UND KRITERIEN FÜR DIE ZUGEHÖRIGKEIT ZU STERNAGGREGATEN

2.1. Auswahl der Programmsterne

Erstes Ziel der vorliegenden Arbeit ist es, die grundlegenden photometrischen Daten der Be-Sterne abzuleiten. Darunter versteht man zum einen die Eigenfarben $(B-V)_0$ und $(U-B)_0$, zum anderen die absoluten Helligkeiten M_V der bestimmten Sterntypen. Sind sie bekannt, erlaubt die Messung der Farben eines Be-Sterns, die interstellare Verfärbung des Objekts zu bestimmen. Nach Korrektur der visuellen Helligkeit um die interstellare visuelle Absorption A_V , die sich aus E_{B-V} gemäß Gleichung 4.8 ermitteln läßt, kann der wahre Entfernungsmodul angegeben werden, wenn die absolute Helligkeit M_V des Be-Sterns bekannt ist. Es gilt:

$$V_0 - M_V = 5 \cdot \log(r) - 5 \quad 2.1$$

mit $V_0 = V - A_V$ in Größenklassen

und r in pc (Parsec).

Mit der durch diese Gleichung gegebenen Entfernung kennen wir die Position des Sterns (l, b, r) im Raum (l : galaktische Länge in Grad, b : galaktische Breite in Grad). Es wird möglich, die für den abschließenden Teil der Arbeit geplante Untersuchung der räumlichen Verteilung der Be-Sterne in Richtung zum galaktischen Zentrum durchzuführen, das heißt im galaktischen Längenbereich $l = 315^\circ$ bis 45° .

Diese Ziele sowie die Aufspaltung in zwei verschiedene Leuchtkraftgruppen waren bei der Auswahl der zu messenden Programmsterne zu berücksichtigen. Wie schon in der Einleitung angesprochen, müssen für die Eichung

der photometrischen Charakteristika der dBe- und cBe-Sterne unterschiedliche Ansätze verwendet werden. Dies führt zu verschiedenen Gruppen von Programmsternen.

Die Eigenfarben und absoluten Helligkeiten der dBe-Sterne werden von Mitgliedsternen in Sternhaufen und Assoziationen abgeleitet. Die Auswahl erfolgte durch Vergleich der Emissionsliniensternkataloge von Wackerling (1970) sowie Jaschek und Jaschek (1971) mit dem Sternhaufenkatalog von Alter et. al. (1970). Als einfachstes Auswahlkriterium, um den Stern auf mögliche Mitgliedschaft im Sternhaufen weiter zu untersuchen, diente der Radius des Haufens r_H . Für die Bestimmung seines Wertes wurden die wichtigsten Untersuchungen berücksichtigt und auf die Daten der Untersuchung von Trümpler (1930) reduziert, die im allgemeinen verlässliche Werte angibt. Um individuelle Fehler möglichst auszuschließen, wurde das gewichtete Mittel der Werte für einen Sternhaufen als Haufenradius r_H verwendet. (Vergleiche dazu den Exkurs über die Korrelation zwischen den Trümplerschen Daten und den Werten anderer Autoren sowie über die Bestimmung des Haufenradius r_H im Anhang 6.1. .) Ein Stern wurde als Kandidat für die weitere Untersuchung auf Mitgliedschaft im Sternhaufen angesehen, wenn er innerhalb des Kreises um das Haufenzentrum mit dem doppelten Radius lag. Die genaue Diskussion der Kriterien für die Mitgliedschaft in Sternhaufen und Assoziationen wird in den nächsten Abschnitten durchgeführt.

Zusätzlich zu den gefundenen 112 Sternen in 59 Sternhaufen und 7 Assoziation, die von mir im UBV-System gemessen wurden, sind für die spätere Analyse weitere UBV-Photometrien von Be-Sternen in Sternhaufen und Assoziationen herangezogen worden. Es waren insbe-

sonders Objekte des Nordhimmels, für die bereits umfangreiches Datenmaterial vorlag. Die Sterne, Sternhaufen und Assoziationen sind im Anhang (Kapitel 6.2.) mit allen benötigten Daten aufgeführt.

Für die Eichung der Eigenfarben und absoluten Helligkeiten lassen sich prinzipiell auch Be-Sterne in visuellen Doppelsternsystemen verwenden. Die Werte für die Verfärbung und Entfernung des Be-Sterns beruhen in diesem Fall nur auf einem anderen Stern, von dem Spektraltyp, Leuchtkraftklasse und Photometrie bekannt sein müssen. Individuelle Meßfehler können diese Daten leichter beeinflussen. Hinzu kommt, daß die Charakterisierung als physikalisches Paar primär auf der optischen Assoziation beruht. Die wirkliche physikalische Zugehörigkeit läßt sich erst feststellen, wenn Radialgeschwindigkeiten und Eigenbewegungen oder besser die Bahnbewegung bekannt sind. Diese Daten kennt man nur für wenige Paare. Daher werden visuelle Doppelsternsysteme für die Analyse nicht berücksichtigt.

Die cBe-Sterne lassen sich im Rahmen eines solchen Sternhaufenprogramms genauso untersuchen, doch ist deren Anzahl in Haufen und Assoziationen viel geringer als die der dBe-Sterne. Ich nutzte die höhere Leuchtkraft der cBe-Sterne aus und habe Emissionslinienobjekte in der GMW gemessen, um zu ausreichendem Datenmaterial zu gelangen. Später ergab sich, daß unter den gemessenen Sternen auch eine Anzahl von dBe-Sternen ist. Wichtig für die vorliegende Analyse ist, daß eine größere Zahl von cBe-Sternen vorliegt, die in nahezu derselben Entfernung von uns liegen. Die Dispersion im Entfernungsmodul (± 0.1 , vgl. Kapitel 4.6.) durch die Tiefenausdehnung der GMW hat nur geringen Einfluß auf den Gesamtfehler. Sie wird für die Analyse der cBe-

Sterne näher diskutiert. Weiterhin ist in Richtung der GMW mit einer geringen interstellaren Verfärbung zu rechnen (Isserstedt, 1975). Andererseits besteht der Nachteil der Methode darin, daß die Verfärbung innerhalb der GMW über ein wesentlich größeres Intervall streuen kann, als man es von Sternhaufen gewohnt ist.

Die für die vorliegende Untersuchung gemessenen Sterne entstammen dem Katalog von Bohannon und Epps (1974), der insgesamt 625 Objekte umfaßt. Er hat eine angegebene Grenzgröße von $R \approx 14.5^m$. Mit dem zur Verfügung stehenden 61cm-Teleskop der Außenstelle des Bochumer Instituts auf La Silla, das eine Grenzgröße von $V \approx 15^m$ hat, konnten die meisten der Sterne prinzipiell beobachtet werden. Es gibt weitere Listen von Emissionslinienobjekten, z.B. Lindsay und Mullan (1963) oder McFarlane et. al. (1975), die jedoch Sterne bis zur Grenzgröße $V \approx 17^m$ berücksichtigen. Viele dieser schwächeren Sterne, die für mich nicht mehr meßbar gewesen wären, sind wahrscheinlich vom Typ dBe.

Neben den Frühtypemissionsliniensternen enthalten die Kataloge auch Spättypobjekte. Sie wurden mitgemessen, da es kaum Angaben zu den Spektraltypen der Sterne gibt. Während der Auswertung der Messungen können sie auf Grund ihrer Position im Zweifarbendiagramm aussortiert werden. Sie weisen stark positive (U-B)-Werte auf. Die Sterne erscheinen dadurch eindeutig als Spättypobjekte, werden sie entlang der normalen Verfärbungswege (Schmidt-Kaler, 1982) entfärbt.

Die Zahl der für dieses Programm neben den galaktischen Überriesen in Sternhaufen und Assoziationen zusätzlich gemessenen GMW-Sterne wurde durch die zur Verfügung stehende Beobachtungszeit eingeschränkt; insgesamt wurden 248 Sterne beobachtet (Anhang, Kapitel 6.3.).

Als Anwendung der neuen Eichung ist zunächst an eine Untersuchung der räumlichen Struktur in Richtung des galaktischen Zentrums von $-45^\circ \leq l \leq 45^\circ$ unter Verwendung der Be-Sterne gedacht. Daraus ergibt sich eine dritte Gruppe von Programmsternen. Für diese werden alle als Be klassifizierten Sterne des Wackerling-Kataloges (1970) verwendet, die in dem zu untersuchenden Bereich liegen. Die im Katalog aufgeführten Spektral- und Leuchtkraftklassifikationen stammen größtenteils aus der Liste von Jaschek et. al. (1964). Von den insgesamt 700 ausgesuchten Sternen konnten auf Grund der beschränkten Beobachtungszeit 488 gemessen werden. Zusätzlich wurden weitere Literaturwerte aufgenommen, so daß für die Analyse Daten von 592 Be-Feldsternen in der Umgebung des galaktischen Zentrums zur Verfügung standen.

2.2. Kriterien für die Mitgliedschaft in Sternhaufen und Assoziationen

Wesentliche Grundlage für die Ableitung der Eigenfarben und absoluten Helligkeiten ist die Mitgliedschaft der Programmsterne in Sternhaufen. Für normale Sterne gibt es eine Reihe von Kriterien, die im folgenden auf ihre Verwendungsmöglichkeit für die vorliegende Untersuchung geprüft werden und die unter Berücksichtigung der folgenden Kriterien für die Angabe der Wahrscheinlichkeit der Mitgliedschaft gewichtet werden:

1. Der Abstand des Sterns vom Zentrum des Sternhaufens.
2. Die Eigenbewegung des Objekts relativ zur mittleren Eigenbewegung des Haufens oder der Assoziation.

3. Die Radialgeschwindigkeit des Sterns im Vergleich zur mittleren Radialgeschwindigkeit des Sternaggregats.
4. Die Polarisation im Verhältnis zur mittleren Polarisation der Sterne des Haufens oder der Assoziation.
5. Der Spektraltyp des Sterns im Vergleich zum Spektraltyp des frühesten Mitglieds des Sternhaufens.
6. Die Verfärbung des Sterns im Verhältnis zum Wert für den Sternhaufen.
7. Der Entfernungsmodul des Sterns im Verhältnis zum Wert für den Sternhaufen oder die Assoziation.

2.2.1. Position des Sterns

Ein Sternhaufen zeigt sich auf photographischen Aufnahmen als mehr oder weniger starke Konzentration von Sternen im Feld. Dieses Bild ergibt sich aus der Überlagerung des in einer Entfernung R stehenden Haufens mit Vordergrund- und Hintergrundsternen. Streifen- oder Ringzählungen der Sterne über den Haufen liefern die Flächendichte der Sterne, aus der auf die radiale Ausdehnung, den Anteil der Feldsterne im Haufengebiet und die Konzentration des Haufens geschlossen werden kann. Häufig beruhen jedoch Angaben der Durchmesser der Sternhaufen nur auf Schätzungen aus der auf Photoplatten sichtbaren Begrenzung des Haufens.

Um aus dem radialen Abstand des Sterns vom Haufenzentrum auf die Wahrscheinlichkeit der Mitgliedschaft

zu schließen, geht man von der radialen Verteilung der Sterne aus:

$$\rho_c(r) = \rho_z \cdot \rho_0(r) \quad 2.2$$

mit ρ_z = zentrales Maximum der Sterndichte

und $\rho_0(r)$ = radiale normierte Flächendichteverteilung.

Dieser Dichteverteilung ist die Verteilung der Vorder- und Hintergrundsterne überlagert, die im allgemeinen Fall einen Gradienten über das gesamte Gebiet des Haufens zeigen kann. In erster Näherung setzen wir diesen Anteil ρ_F als konstant voraus.

$$\rho(r) = \rho_z \cdot \rho_0(r) + \rho_F$$

Daraus ergibt sich die Wahrscheinlichkeit $w(r)$ für die Zugehörigkeit eines Sterns zum Haufen als Verhältnis der Dichte des Sternhaufens im Abstand r zur Gesamtdichte an derselben Stelle.

$$w(r) = \frac{\rho_c(r)}{\rho(r)} = \frac{\rho_z \cdot \rho_0(r)}{\rho_c(r) + \rho_F} = \frac{\rho_0(r)}{\rho_0(r) + \rho_F/\rho_z} \quad 2.3$$

Man benötigt also vom Sternhaufen die Kenntnis der radialen Dichteverteilungsfunktion und das Verhältnis von Feldsterndichte zur zentralen Dichte. Sternzählungen in offenen Sternhaufen haben ergeben, daß bei kugelsymmetrischem Aufbau der Haufen die Flächendichte $\rho(r)$ im Abstand r vom Haufenmittelpunkt in ausreichender Näherung durch das "verallgemeinerte" Schustersche Dichtegesetz (Lohmann, 1964)

$$\rho(r) = \frac{\rho_z}{(1 + r^2/a^2)^n} \quad 2.4$$

dargestellt werden kann. ρ_z ist die Sterndichte im Zentrum, a und n sind zwei freie Parameter, mit denen die Funktion an die gemessene Verteilung angepaßt

werden kann. Weitere mögliche Funktionen sind:

die Gaußsche Verteilungsfunktion

$$\rho(r) = \rho_z \exp(-r^2/\sigma^2) \quad 2.5$$

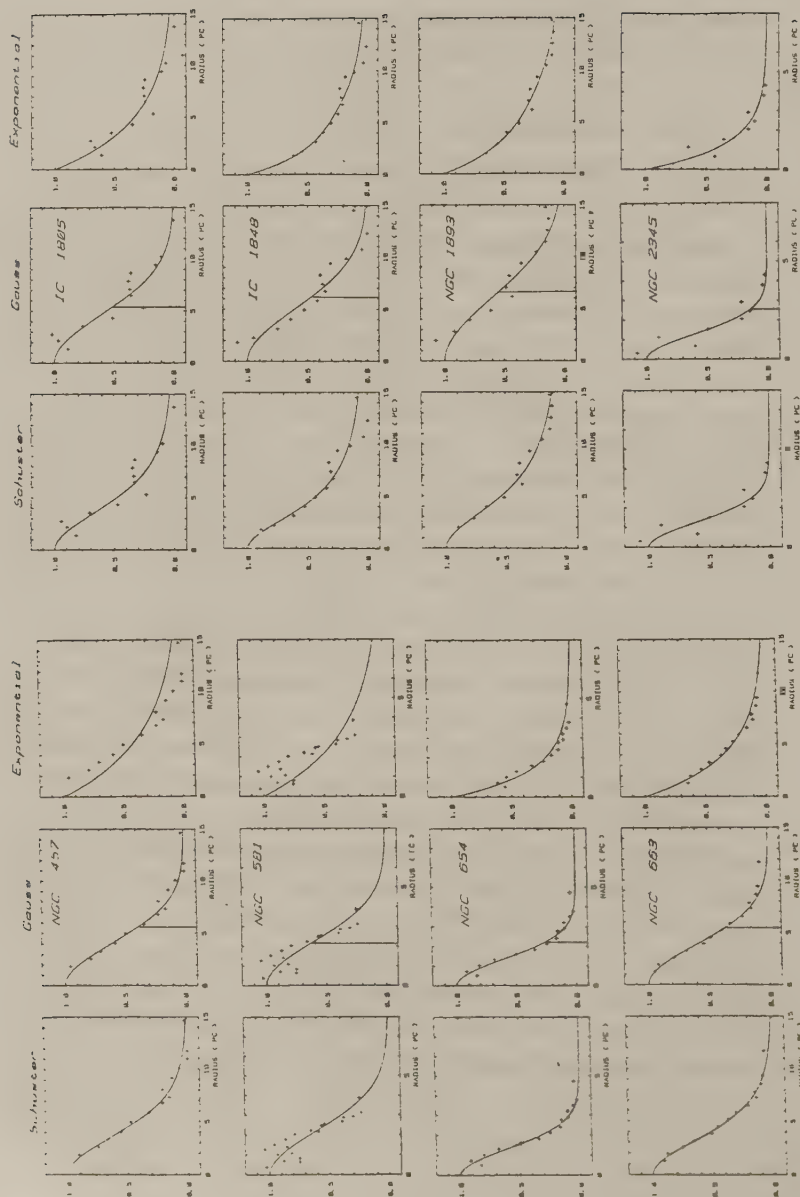
und die exponentielle Verteilung

$$\rho(r) = \rho'_z \exp(-r/\sigma') \quad 2.6$$

wobei ρ_z , ρ'_z , σ und σ' Konstanten sind.

Nach van den Bergh und Sher (1960) stellt die Gleichung 2.6 im allgemeinen recht gut die beobachteten Zählungen in offenen Haufen dar, gibt aber für $r/\sigma' \gg 1$ eine zu hohe Dichte und ist unstetig an der Stelle $r = 0$. Auf der anderen Seite ist die Gaußfunktion (2.5) stetig, liefert aber zu kleine Werte für $r/\sigma \gg 1$. Die mittleren Radien, die sich aus beiden Verteilungen ergeben, unterscheiden sich jedoch nicht wesentlich (Moffat, 1970). Die besten Ergebnisse bei der Anpassung an gemessene Verteilungen erzielt man mit dem Schusterschen Dichtegesetz (Abbildung 2.1).

Im allgemeinen stehen für die im Programm enthaltenen Sternhaufen keine Zählungen zur Verfügung, aus denen die Parameter unabhängig bestimmt werden könnten. Die einzigen Daten, die die Kataloge (Alter et. al., 1970 sowie Becker und Fenkart, 1971) enthalten, sind der gemessene Radius und der Trümlersche Typ des Sternhaufens. Die Trümlersche Klassifikation beschreibt die Konzentration des Sternhaufens und seine Trennung vom Sternfeld in einer Skala I ... IV, ferner die Anzahl der Mitglieder (r = rich, m = medium, p = poor) und die Helligkeitsverteilung (Trümpler, 1930). Die Verhältnisse der Feldsterndichte zur zentralen Stern-dichte können näherungsweise aus dem Typ abgeleitet werden, wie die Auswertung von 33 Sternhaufenzählungen ergab.



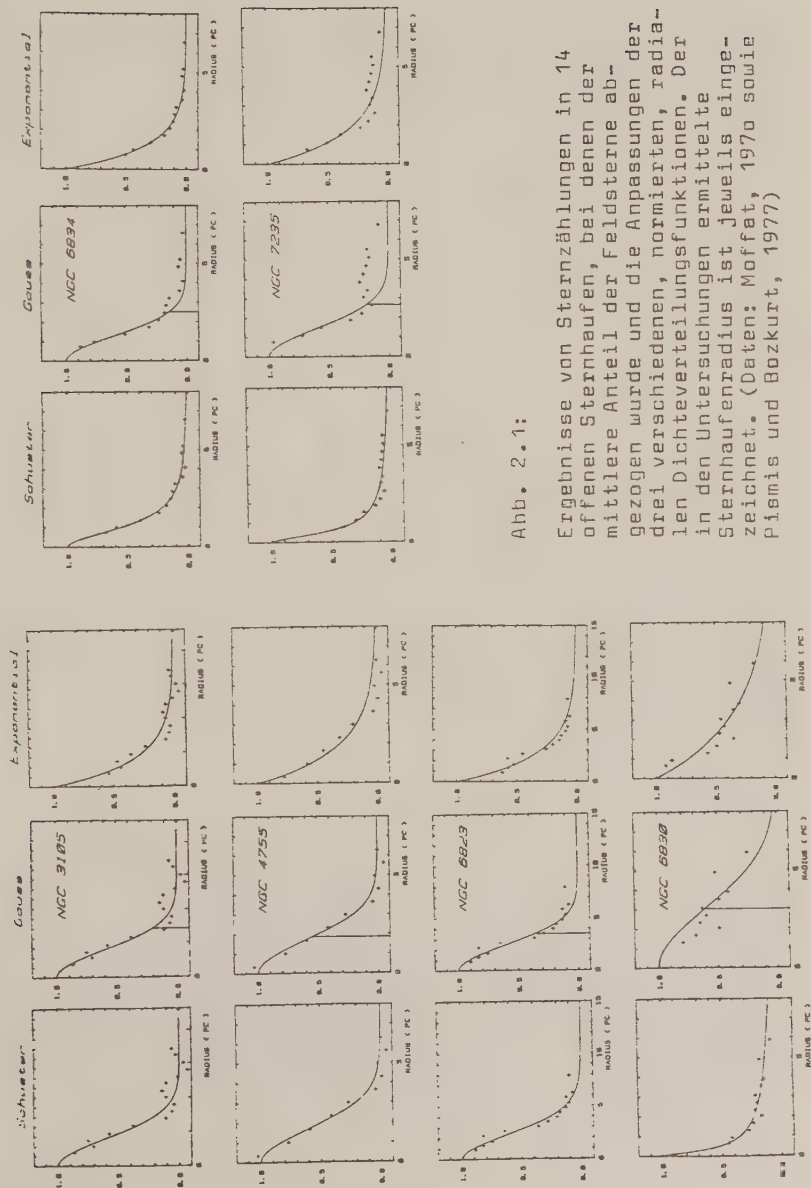


Abb. 2.1:

Ergebnisse von Sternzählungen in 14 offenen Sternhaufen, bei denen der mittlere Anteil der Feldsterne abgezogen wurde und die Anpassungen der drei verschiedenen, normierten, radialen Dichteverteilungsfunktionen. Der in den Untersuchungen ermittelte Sternhaufenradius ist jeweils eingezeichnet. (Daten: Moffat, 1970 sowie pismis und Bozkurt, 1977)

Dazu wurde der Parameter x_k eingeführt, der die Trennung von Feld- und Haufensternen und die Anzahl der Haufensterne zusammenfaßt. Die Einzelparameter des Trümlerschen Typs bekommen folgende Werte zugeschrieben:

I $\hat{=}$ 1	sowie	r $\hat{=}$ c
II $\hat{=}$ 2		m $\hat{=}$ 1
III $\hat{=}$ 3		p $\hat{=}$ 2
IV $\hat{=}$ 4		

Daraus ergibt sich x_k als Summe der Einzelwerte für den Typ:

Typ	Ir	Im IIr	Ip IIm IIIr	IIP IIIm IVr	IIIP IVm	IVp
$x_k =$	1	2	3	4	5	6 Σ

Für die Korrelation zwischen ρ_F/ρ_Z und x_k (Abb. 2.2) findet man:

$$\rho_F/\rho_Z = 0.05 \cdot x_k + 0.25 \quad , \quad 2.7$$

wobei sich für die Standardabweichung der Einzelverhältnisse ± 0.1 ergibt.

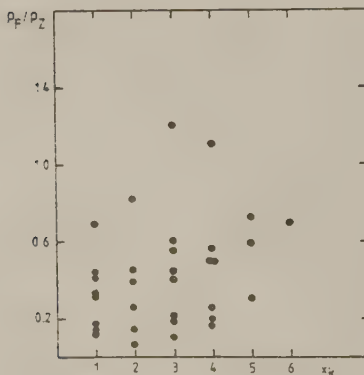


Abb. 2.2:

Verhältnis von ρ_F/ρ_Z aus Sternzählungen in 33 Sternhaufen abgeleitet, aufgetragen gegen den Parameter x_k , der die Anzahl der Haufensterne und die Trennung von Feld- und Haufensternen beschreibt. (Daten: Moffat, 1970 sowie Pismis und Sozkurt, 1977 und van den Bergh und Sher, 1960)

Die Beziehung gilt nicht für nahe Sternhaufen. Diese haben große Ausdehnungen am Himmel (z.B. Plejaden), relativ wenige Haufensterne sind einer Vielzahl von meistens schwächeren Hintergrundsternen überlagert. Das Verhältnis ρ_F/ρ_Z kann größer eins sein, und bei Anwendung der Gleichung 2.7 überschätzt man die Mitgliedswahrscheinlichkeit. Für Sternhaufen mit Radien, die größer als $15'$ sind, wird die Wahrscheinlichkeit (Gl. 2.3) mit der auf $(15')^2$ normierten reziproken Sternhaufenfläche gewichtet.

$$w'(r) = w(r) \left(15' / r_H \right)^2 \quad \text{für } r_H = 15' \quad 2.3a$$

Mit diesem Ansatz wird die Wahrscheinlichkeit aus der Position für die wenigen nahen, sehr ausgedehnten Sternhaufen für die weitere Analyse eher unterschätzt.

Aus dem gemessenen Radius lassen sich die fehlenden Konstanten σ oder σ' der Gleichungen 2.5 oder 2.6 für jeden Sternhaufen ableiten, während für die Gleichung 2.4 das Problem unterbestimmt ist und weitere Annahmen über die Parameter n und a gemacht werden müßten. Wie die Beispiele in der Abbildung 2.1 zeigen, stellt die Gaußfunktion eine gute Näherung an die Flächendichteverteilung dar, so daß diese mit ausreichender Genauigkeit gewählt werden kann. Man unterschätzt höchstens die Wahrscheinlichkeit der Mitgliedschaft für große Abstände.

Die Verknüpfung des Haufenradius r_H mit σ stellt ein Problem dar, da die Literaturwerte im allgemeinen nur Schätzungen der Ausdehnung der Haufen auf Photoplatten sind. Typischerweise liegt der Wert von r_H an der Stelle, bei der der Anteil der Haufensterne an der Gesamtsterndichte auf $1/e$ gefallen ist (vgl. Abb. 2.1).

Daraus ergibt sich

$$\sigma^2 = - r_H^2 / \ln \left[\frac{1}{e - 1} \cdot \rho_F / \rho_Z \right] \quad 2.8$$

und die Gleichung 2.3 liefert unter Annahme der Gaußschen Dichteverteilung mit den Werten für ρ_F / ρ_Z der Gleichung 2.7 die Wahrscheinlichkeit, einen Haufenstern im Abstand r vom Zentrum des Sternaggregats mit dem Radius r_H zu finden. Dieses Kriterium ist für alle Programmsterne sinnvoll verwendbar, solange der Haufenradius relativ gering ist (, was für die meisten Objekte gilt, wie der Katalog 6.2.1. zeigt).

2.2.2. Eigenbewegung

Ein aussagekräftigeres Kriterium liefern die Eigenbewegungen (EB) von Sternen im Gebiet eines Sternhaufens. Leider sind sie nur von relativ wenigen Sternhaufen mit Be-Sternen mit ausreichender Genauigkeit bekannt. Frühere Untersuchungen (z.B. Meurers, 1958) verwendeten für die Analyse der Bewegungen unzureichende statistische Methoden, um die Haufenmitgliedschaft nachzuweisen. Meistens wurde ein Kreis mit dem Radius von zwei Standardabweichungen um die Kondensation der Haufensterne im Vektorpunktdiagramm (VPD; in diesem Diagramm werden die Komponenten der Eigenbewegung aller Sterne gegeneinander aufgetragen) geschlagen und angenommen, daß alle Sterne innerhalb des Kreises zum Haufen gehören. Diese Feststellungsmethode berücksichtigte nicht das Vorhandensein einer Verteilung der Feldsterne im VPD.

Erste Versuche, diesen Mangel zu beheben, wurden von Vasilevski et. al. (1957, 1958) gemacht. In neuerer Zeit findet eine Methode (Sanders, 1971) Verwendung, die auf der Basis von statistischen Analysen erlaubt, genaue Wahrscheinlichkeiten für die Mitgliedschaft in Sternhaufen anzugeben, wobei eine elliptische Verteilung der Feldsterne im VPD berücksichtigt wird. Die angenommene Häufigkeitsverteilungsfunktion Φ der Eigenbewegungskomponenten μ_x, μ_y ist

$$\Phi(\mu_{x_i}, \mu_{y_i}) = \frac{N}{2\pi \Sigma_x \Sigma_y} \exp \left\{ -\frac{1}{2} \left[\left(\frac{\mu_{x_i} - \mu_{x_0}}{\Sigma_x} \right)^2 + \left(\frac{\mu_{y_i} - \mu_{y_0}}{\Sigma_y} \right)^2 \right] \right\} \quad 2.8$$

$$+ \frac{n}{2\pi \cdot \sigma^2} \exp \left\{ -\frac{1}{2} \left[\left(\frac{\mu_{x_i} - \mu_{x_0}}{\sigma} \right)^2 + \left(\frac{\mu_{y_i} - \mu_{y_0}}{\sigma} \right)^2 \right] \right\}$$

mit N = Anzahl der Feldsterne,

n = Anzahl der Haufensterne,

Σ_x, Σ_y = Standardabweichungen der elliptischen Geschwindigkeitsverteilung der Feldsterne,

σ = Standardabweichung der als sphärisch angenommenen Geschwindigkeitsverteilung der Haufensterne,

μ_{x_0}, μ_{y_0} = Zentrum der Feldsternverteilung im Vektorraum der Eigenbewegungen,

μ_{x_0}, μ_{y_0} = Zentrum der Haufensternverteilung im Vektorraum der Eigenbewegungen,

μ_{x_i}, μ_{y_i} = Eigenbewegungskomponenten für den Stern i.

Sind die Parameter bestimmt, so gilt für die Wahrscheinlichkeit $w_i(\vec{\mu})$ der Mitgliedschaft des Sterns i im Haufen,

$$w_{EB} = w_i(\vec{\mu}) = \Phi_i^H(\mu_{x_i}, \mu_{y_i}) / \Phi_i(\mu_{x_i}, \mu_{y_i}) \quad , \quad 2.9$$

wobei $\Phi_i^H(\mu_{x_i}, \mu_{y_i})$ die Häufigkeitsverteilung der Haufensterne ist (zweiter Term der Gleichung 2.8).

Soweit Untersuchungen vorhanden sind, die diese Methode verwenden, wurden die Angaben für die Einzelsterne der Tabelle 6.2.1. direkt übernommen. Für die meisten Sternhaufen liegen nur ältere Untersuchungen vor. Um auch für diese zu Wahrscheinlichkeiten zu gelangen, mußte eine Funktion gefunden werden, die in ausreichender Näherung, nur mit Angabe der Eigenbewegungsparameter des Haufens und des Sterns, die Ergebnisse von Gleichung 2.9 reproduziert.

Unter der Annahme, daß sich die Haufensterne um μ_{x_0}, μ_{y_0} gaußverteilt anordnen, ist die Wahrscheinlichkeit, daß ein Stern i mit den Standardabweichungen σ_x, σ_y der Eigenbewegungskomponenten zum Sternhaufen gehört, gegeben durch (Trümpler, 1959):

$$w_{EB} = w_i(\mu_{x_i}, \mu_{y_i}) = \exp \left\{ -\frac{1}{2} \left[\left(\frac{\mu_{x_i} - \mu_{x_0}}{2\sigma} \right)^2 + \left(\frac{\mu_{y_i} - \mu_{y_0}}{2\sigma} \right)^2 \right] \right\} \quad 2.10$$

Diese Beziehung gleicht weitgehend der Funktion 2.8, nur findet hier die Feldsternverteilung keine Berücksichtigung. Unter der Voraussetzung, daß die Trennung zwischen Feld- und Haufensternen im VPD deutlich ist, liefert Gleichung 2.10 Ergebnisse, die im Mittel um ± 0.1 von der exakten Methode nach Sanders (1971) abweichen.

Vor allem ältere Eigenbewegungsanalysen weisen hohe Fehlergrenzen auf, so daß fast jeder Stern merkliche Mitgliedswahrscheinlichkeiten hat. Um die Überschätzung der Wahrscheinlichkeiten w_{EB} zu vermeiden und das statistische Gewicht der Sterne für die Analyse nicht

zu groß zu haben, wird in den Sternhaufen, für die $\sigma > \bar{\sigma} = 0.24/100 \text{ a}$ (vgl. 2.3.1.) gilt, die Wahrscheinlichkeit w_{EB} modifiziert:

$$w'_{EB} = w_{EB} \cdot \bar{\sigma} / \sigma \quad .$$

2.2.3. Radialgeschwindigkeit

Ähnlich der Eigenbewegungsanalyse, die die Bewegung der Sterne gegenüber dem Hintergrund auswertet, um auf die Mitgliedschaft im Sternhaufen zu schließen, wird mit der Radialgeschwindigkeit (RG) ein Teil der gemeinsamen räumlichen Bewegung der Sterne des Haufens oder der Assoziation benutzt, um zu Wahrscheinlichkeiten für die Mitgliedschaft eines Sterns im Sternaggregat zu gelangen.

Aus Analysen der Radialgeschwindigkeiten weiß man, daß die Geschwindigkeitsdispersion der Sterne eines Sternhaufens im Mittel $\sigma_{Dis} = \pm 2 \text{ km/s}$ beträgt (Lohmann, 1964). Dagegen sind die Fehler der Messungen von Radialgeschwindigkeiten wesentlich größer. Besonders deutlich wird dies, wenn man die Angaben von verschiedenen Autoren für einen Stern vergleicht. Die Ursache liegt bei den hier zu untersuchenden Be-Sternen in der schnellen Rotation. Der Meßfehler der Radialgeschwindigkeiten, die aus den breiten Linien (rotationsverbreitert) bestimmt werden, beträgt im allgemeinen $\approx \pm 10 \text{ km/s}$. Noch größere Radialgeschwindigkeitsvariationen können durch die Bewegung in einem spektroskopischen Doppelsystem hervorgerufen werden. In diesem Fall könnte für die Analyse die Schwerpunktsgeschwindigkeit verwendet werden. Jedoch müssen, wie schon eingangs er-

wähnt, bekannte Doppelsterne ausgelassen werden, da zum einen die gemessenen UBV-Werte durch den Begleiter verfälscht sein können und zum anderen vielleicht ein anderer Entstehungsmechanismus der Hülle vorliegt.

Die Fehler der Radialgeschwindigkeiten sind gaußverteilt, so daß sich für die Wahrscheinlichkeit der Zugehörigkeit zum Haufen oder zur Assoziation

$$w_{RG} = w_i(v) = \exp \left[-\frac{1}{2} \cdot \frac{(v_i - v_H)^2}{\sigma^2} \right] \quad 2.11$$

ergibt. Dabei bedeuten v_H die mittlere Radialgeschwindigkeit der Sterne des Haufens und v_i die mittlere gemessene Radialgeschwindigkeit des Sterns. Die Varianz der Verteilung σ^2 setzt sich zusammen aus der Streuung der Radialgeschwindigkeiten des Sterns σ_o^2 und der Streuung der mittleren Radialgeschwindigkeit des Sternhaufens σ_H^2 .

$$\sigma^2 = \sigma_o^2 + \sigma_H^2$$

Wenn keine Angaben für die Einzelbeiträge vorlagen, wurde für σ_o der mittlere Fehler der Radialgeschwindigkeit von ± 10 km/s gewählt, und für die Standardabweichung der mittleren Radialgeschwindigkeit des Haufens gilt:

$$\sigma_H = \pm 2 \cdot \sigma_{Dis} = \pm 4 \text{ km/s} \quad .$$

Ähnlich den Verhältnissen bei der Eigenbewegungsanalyse müssen wir auch die aus den Radialgeschwindigkeiten gewonnenen w_{RG} modifizieren, wenn die Gesamtdispersion $\sigma > \bar{\sigma} = 10.8$ km/s wird (vgl. 2.3.1.).

$$w_{RG}^i = w_{RG} \cdot \bar{\sigma} / \sigma$$

2.2.4. Polarisation

Für sehr nahe Sterne ist das in den Filtern U, B, V, gemessene Licht unpolarisiert und unverfärbt. Sind die Sterne weiter entfernt, erfährt das Licht durch die Wechselwirkung mit der interstellaren Materie eine Verfärbung. Zusätzlich wird ein geringer Anteil durch den interstellaren Staub linear polarisiert. Ursache dafür ist die teilweise Ausrichtung der nicht kugelsymmetrischen Staubeilchen im interstellaren Magnetfeld, dessen Stärke ungefähr 10^{-10} Tesla beträgt. Die Polarisation wird beschrieben durch den Polarisationsgrad p und den Polarisationswinkel Θ . Typische beobachtete Werte des Polarisationsgrades des Sternlichts (Serkowski et. al., 1975) liegen bei einigen Prozent. Die Daten erlauben Rückschlüsse auf die Stärke der Verfärbung E_{B-V} und die Entfernung der Sterne.

Aus dem Vergleich der mittleren Polarisation p , Θ mit den Standardabweichungen σ_p , σ_Θ der Sterne eines Haufens und den Werten des zu untersuchenden Objektes läßt sich ebenfalls eine Wahrscheinlichkeit für die Zugehörigkeit zum Sternaggregat ableiten.

Wie einige Autoren nachgewiesen haben (u.a. Serkowski, 1970) zeigen Be-Sterne Eigenpolarisation, die sich in der Wellenlängenabhängigkeit von der interstellaren Polarisation unterscheidet. Weiterhin ist sie in vielen Be-Sternen variabel (Coyne, 1976), wobei man Zeitskalen bis hinunter zu einer Stunde beobachtet hat. Da die meisten Be-Sterne auch interstellare Polarisation besitzen, ist es nicht klar, wieviele Be-Sterne Eigenpolarisation aufweisen. Poeckert et. al. (1979) haben einen Anteil von 50% mit Eigenpolarisation gefunden.

Die theoretischen Untersuchungen über Be-Sterne zeigen, daß der polarisierte Fluß durch Elektronenstreuung aus dem Teil der zirkumstellaren Hülle stammt, der in unmittelbarer Nähe des Sterns liegt. Die Stärke wird bestimmt durch die Geometrie der Hülle und dem Verhältnis der Wasserstoffabsorption zur Opazität für Elektronenstreuung und ist damit von Stern zu Stern unterschiedlich.

Um die Polarisation für die Analyse der Mitgliedschaft in Sternhaufen und Assoziationen ausnutzen zu können, müßte man den Anteil der interstellaren von der Gesamtpolarisation trennen können. Es gibt verschiedene Methoden, die alle von der Annahme ausgehen, daß die Interstellare Polarisation zeitlich nicht variabel ist und eine charakteristische Wellenlängenabhängigkeit zeigt. Das heißt, man muß den Anteil der interstellaren Polarisation kennen, um die Eigenpolarisation zu bestimmen oder umgekehrt. Da die Eigenpolarisation von Stern zu Stern verschieden und von derselben Größenordnung wie die interstellare Polarisation sein kann, erlaubt die gemessene Polarisation keine Rückschlüsse auf die interstellare Verfärbung oder Entfernung der Be-Sterne und damit auf die Mitgliedschaft in Sternhaufen.

2.2.5. Frühester Spektraltyp

Die Angabe des frühesten Spektraltyps im Sternhaufen beschreibt die Lage des Abknickpunktes von der Alter-Null-Hauptreihe im FHD für den Sternhaufen. Sie stellt eine näherungsweise Altersangabe für den Sternhaufen dar. Der Vergleich mit eventuell vorhandenen

Spektralklassifikationen des Be-Sterns erlaubt Aussagen, ob das Objekt altersmäßig noch zum Haufen gehören kann.

Die Methode ist relativ ungenau, da zum einen die evolutionäre Stellung der Be-Sterne nicht genau bekannt ist und damit auch das Alter. Zum anderen weisen verschiedene Spektralklassifikationen eines Sterns oft erhebliche Diskrepanzen auf. Die Angabe wird im folgenden nur verwendet, wenn ein großer Widerspruch zwischen dem Spektraltyp des Haufens und dem des Objekts besteht, so daß die Zugehörigkeit sehr unwahrscheinlich wird. Ist zum Beispiel der Haufen später als A0 klassifiziert und der Stern ein OBe-Stern, führt dies zum Ausschluß des Objekts, wenn außer der Position keine weiteren Kriterien der Mitgliedschaft vorliegen.

In aktuellen Arbeiten weist Mermilliod (1982a, b) darauf hin, daß in einigen Sternhaufen mit relativ hohem Alter sehr blaue Be-Sterne vorkommen, die im Farbenhelligkeitsdiagramm stark herausfallen ("blue stragglers"). Sie weisen Unterschiede in den spektralen Unterklassen von bis zu sechs Unterklassen auf. Die in meinem Katalog vorkommenden Einzelfälle werden auch unter diesem Aspekt im Kapitel 6.2.2. genauer diskutiert.

2.2.6. Verfärbung und Entfernungsmodul

Aus der Verfärbung und dem Entfernungsmodul eines Sterns läßt sich schließen, ob er zum Haufen gehört. Dabei werden die Eigenfarben und absoluten Helligkeiten der zu untersuchenden Objekte verwendet, um aus den gemessenen UBV - Helligkeiten E_{B-V} und $V_0 - M_V$ zu

berechnen. Im vorliegenden Fall ist ein solches Vorgehen nicht möglich, da das Ziel der Untersuchung ja gerade die Bestimmung der charakteristischen photometrischen Größen für die Be-Sterne ist.

2.3. Anwendungshinweise für die Kriterien

2.3.1. Sternhaufen

Die oben durchgeführte Diskussion aller Kriterien hat ergeben, daß für die Analyse nur die Methoden 1, 2, 3 und 5 (mit Einschränkungen) sinnvoll sind. Dabei läßt sich die Wahrscheinlichkeit der Mitgliedschaft aus dem Abstand vom Zentrum des Sternhaufens für jeden Stern bestimmen. Andererseits ist es nur eine statistische Aussage, und es stellt sich die Frage, wieviel Gewicht ihr oder den anderen Methoden jeweils beizumessen ist. Um das Verhältnis zwischen dem Positionskriterium und der aus der Radialgeschwindigkeit gewonnenen Wahrscheinlichkeit festzulegen, vergleiche ich, wie deutlich die Trennung von Feld- und Haufensternen im Mittel für einen Stern ausfällt, der im Zentrum der Verteilung liegt.

Aus den Angaben der Trümpferschen Klassifikation aller Sternhaufen berechne ich das mittlere Verhältnis:

$$\frac{\rho_F}{\rho_Z} = 0.443 \quad 2.12$$

Für die Verteilung der Radialgeschwindigkeiten ist sowohl für die der Sternhaufensterne als auch für die der Feldsterne eine Gaußfunktion anzunehmen. Die Standardabweichung der Feldsternverteilung beträgt $\sigma_F \approx 22$ km/s (Trümpler und Weaver, 1953). Hinzu kommt die durch den

Meßfehler (ebenfalls gaußverteilt) bedingte Standardabweichung, die sich aus den Daten für die hier verwendeten Sterne zu $\sigma_* \approx 10 \text{ km/s}$ ergibt. Die Gesamtstandardabweichung der Feldsterne beträgt:

$$\sigma_{\text{ges}} = \sqrt{\sigma_F^2 + \sigma_*^2} \approx 24.2 \text{ km/s} .$$

Aus ähnlichen Überlegungen leite ich diese Größe für Sternhaufen her. Ein Anteil ist wieder gegeben durch den Meßfehler. Weiter ist die mittlere Standardabweichung für die mittlere Radialgeschwindigkeit der Sterne des Sternhaufens zu berücksichtigen, $\sigma_H \approx 4 \text{ km/s}$, insgesamt:

$$\sigma = \sqrt{\sigma_*^2 + \sigma_H^2} \approx 10.77 \text{ km/s} \quad 2.13$$

Das Verhältnis der beiden Verteilungsfunktionen ist:

$$f_{\text{ges}} / f = \frac{\exp\left(-\frac{1}{2} \cdot \frac{\Delta v_{\text{RG}}^2}{\sigma_{\text{ges}}^2}\right)}{\sigma_{\text{ges}} \cdot \sqrt{2\pi}} \bigg/ \frac{\exp\left(-\frac{1}{2} \cdot \frac{\Delta v_{\text{RG}}^2}{\sigma^2}\right)}{\sigma \sqrt{2\pi}} \quad 2.14$$

Unter der Voraussetzung, daß die Mittelwerte übereinstimmen und daß wir uns im Maximum der Verteilung befinden, gilt: $\Delta v_{\text{RG}} = \Delta v_{\text{RG}}' = 0 \text{ km/s}$ und

$$f_{\text{ges}} / f = \sigma / \sigma_{\text{ges}} = 0.446 . \quad 2.15$$

Liegt der Mittelwert der Feldsternverteilung um σ_H neben dem Maximum der Haufensternverteilung, wird das obige Verhältnis noch günstiger; es fällt auf $f_{\text{ges}} / f = 0.39$. Andererseits wird das Verhältnis ungünstiger, wenn wir mit der Radialgeschwindigkeit nicht mehr im Zentrum der Haufensternverteilung liegen. Deswegen wählen wir als mittleres Verhältnis die Beziehung 2.15 .

Vergleichen wir die Verhältnisse 2.12 und 2.15, haben wir ein Maß für das Verhältnis der Gewichte f_{RG} und f_{Pos} der Wahrscheinlichkeiten aus der Radialgeschwindigkeitsanalyse und der Position.

$$f_{RG} / f_{Pos} = 0.446 / 0.443 = 1.007 \approx 1 \quad 2.16$$

Ich setze das Gewicht der Wahrscheinlichkeit aus der Positionsmethode zu $f_{Pos} = 1$. Damit erhalte ich aus 2.16 für die Radialgeschwindigkeitsanalyse das Gewicht $f_{RG} = 1$.

Bei unkritischer Betrachtung der beiden Kriterien hätte man dazu geneigt, der Radialgeschwindigkeitsmethode höheres Gewicht beizumessen, da es sich im Gegensatz zur Position um ein physikalisches Mitgliedschaftskriterium handelt. Man erkennt aus dem Vergleich der beiden, daß dies auf Grund der relativ großen Fehler der Radialgeschwindigkeiten nicht gerechtfertigt wäre.

Als letztes Kriterium muß die Eigenbewegungsanalyse in dieses Schema eingeordnet werden. Die Methode untersucht wie die Verwendung der Radialgeschwindigkeiten die kinematische Zugehörigkeit zum Sternhaufen. Es werden die Bewegungskomponenten in α und δ verglichen. Man hat zwei unabhängig gemessene Komponenten, weswegen das Gewicht für die Wahrscheinlichkeiten aus der Analyse der Eigenbewegungen zu verdoppeln ist. Zum weiteren Vergleich der Radialgeschwindigkeit mit der Eigenbewegung bestimme ich zunächst die aus allen Eigenbewegungsuntersuchungen gemittelten Standardabweichungen für beide Komponenten. Dabei werden die Einzelwerte mit der reziproken Entfernung des Sternhaufens gewichtet, um der höheren Genauigkeit bei nahen Sternhaufen Rechnung zu tragen.

$$\bar{\sigma} = \pm 0.0024 / a \quad (a : \text{anno})$$

Dieser Wert läßt sich in einen Geschwindigkeitswert umrechnen (z.B. de Vegt, 1966):

$$\begin{aligned} v &= k \cdot r \cdot (\mu_{\alpha} \cos \delta) \\ v &= k \cdot r \cdot \mu_{\delta} \end{aligned} \quad 2.17$$

mit $k = 4.738 \text{ km s}^{-1} \text{ pc}^{-1} (")^{-1} \text{ a}$ Umrechnungskonstante

$$\left. \begin{array}{l} r \\ \mu_{\alpha} \cos \delta \\ \mu_{\delta} \end{array} \right\} \text{Entfernung in Parsec, Eigenbewegungskomponenten in " / a .}$$

Für r wird die mittlere Entfernung aller Sternhaufen mit Eigenbewegungsuntersuchungen gewählt: $r = 880 \text{ pc}$. Damit ergibt sich für die mittlere Standardabweichung der Komponenten:

$$\sigma_{\alpha} = \sigma_{\delta} = \pm 10 \text{ km/s} .$$

Der durch den Fehler des Mittelwertes für das Haufenzentrum gegebene zusätzliche Anteil σ_H ist etwa um den Faktor 10 kleiner:

$$\sigma_{\text{ges}} = \sqrt{\sigma_{*}^2 + \sigma_H^2} \approx 10.05 \text{ km/s} \quad 2.18$$

Vergleichen wir 2.18 und 2.13, so gilt für die Gewichte:

$$f_{EB} / f_{RG} = 10.77 / 10.05 = 1.07 .$$

Wegen der beiden voneinander unabhängigen Bewegungskomponenten ist der Faktor 2 zu berücksichtigen:

$$f_{EB} = 1.07 \cdot 2 \cdot f_{RG} = 2.14 .$$

Damit sind die drei Mitgliedschaftskriterien gegeneinander gewichtet. Die Methode 5 findet nur als Ausschlusskriterium Verwendung und braucht nicht gegenüber den anderen Kriterien gewichtet zu werden. Im Anschluß an den Katalog der Sterne und Sternhaufen werden diese seltenen Fälle diskutiert (Kapitel 6.2.2.).

Die Be-Sterne des Sternhaufenprogramms lassen sich der Anzahl der Mitgliedschaftskriterien nach in vier Gruppen einteilen:

1. gemäß den Kriterien 1, 2 und 3,
2. gemäß den Kriterien 1 und 3,
3. gemäß den Kriterien 1 und 2,
4. gemäß dem Kriterium 1 .

Weitere Gruppen kommen nicht vor, da für alle Sterne die Position stets herangezogen wurde.

2.3.2. Assoziationen

Die Mitgliedschaft in Assoziationen läßt sich aus den räumlichen Bewegungskomponenten des Sterns im Vergleich zur Gesamtbewegung der Assoziation ermitteln (Methoden 2 und 3). Da die Konzentration der Assoziationssterne nur gering ist, liefert die statistische Methode 1 keine verwertbaren Ergebnisse. Die Wahrscheinlichkeit bleibt für sie immer sehr klein. Die oben abgeleiteten Gewichtungsfaktoren wurden auch für die Untersuchungen in Assoziationen benutzt.

3. ANLAGE DER MESSUNGEN UND DATENREDUKTION

3.1. Meßinstrument

Für die Messungen der Sterne stand das Bochumer 61 cm - Teleskop auf La Silla (Chile) zur Verfügung (Schmidt-Kaler und Dachs, 1968). Es handelt sich um einen Reflektor mit einem geschlossenen Tubus und einer modifizierten Polachsenmontierung der Firma Boller & Chivens. Das Teleskop hat ein Cassegrain - Spiegelsystem mit einem Öffnungsverhältnis von 1 : 15, in dessen Fokus ein Einkanalphotometer verwendet wird (Dachs, 1969).

Das Licht fällt durch die gewählte Blende auf eine Linse, die parallelen Strahlengang erzeugt. Dahinter sitzt das Filter in einem Filterrad. Eine weitere Linse sammelt das Licht und bildet die Eintrittspupille (Primärspiegelöffnung) auf der Photokathode des Sekundärelektronenvervielfachers (Multiplier) ab. Die speziell verwendete Röhre (EMI 9502A mit S11-Kathode) wurde mit Hochspannung von 1200 V betrieben. Da Sterne mit V-Helligkeiten von $V = 5^m$ bis 15^m gemessen werden sollten, ohne Eingriffe in das System zu machen, mußte sorgfältig ein Multiplier ausgewählt werden, der ein hohes Signal zu Rausch Verhältnis und einen großen dynamischen Bereich aufwies. Durch Kühlung der Röhre mit festem CO_2 auf $\approx -72^\circ \text{C}$ wird der Dunkelstrom weiter reduziert.

Der erzeugte Photostrom wird von einem Gleichstromverstärker (Typ Keithley 18000) mit sechs Arbeitsbereichen (10^{-5} bis 10^{-10} A) umgesetzt. Er liefert eine dem Strom proportionale Spannung zwischen 0 V und 10 V. Ein Spannungs - Frequenz - Wandler erzeugt daraus die Meßwerte, die auf dem Zähler angezeigt werden.

Vom Zähler übernimmt der Rechner (hp 2114B) jede Sekunde einen Meßwert und verarbeitet die Daten weiter.

3.2. Anlage und Durchführung der Messung

Der Vergleich der Messungen mit anderen Beobachtungen erfordert es, sich auf ein photometrisches Standardsystem zu beziehen. In der vorliegenden Untersuchung wird das UBV - System verwendet (Johnson und Morgan, 1953). Die Filter haben folgende Charakteristika:

	maximale Durchlässigkeit	Bandbreite
	$\lambda_{\max}$	$\Delta\lambda$
U	360 nm	90 nm
B	420 nm	170 nm
V	530 nm	140 nm

Abbildung 3.1 zeigt die Empfindlichkeitskurven des Bochumer UBV - Systems im Vergleich zu denen des Johnson-Morgan-Systems. Man erkennt Abweichungen, die durch eine Transformation der Daten ausgeglichen werden müssen. Die Transformationskoeffizienten werden durch mitgemessene UBV-Standardsterne bestimmt, von denen die Helligkeiten und Farbenindizes gut bekannt sind. Die Sterne müssen den gesamten Farbbereich abdecken, um eine vollständige Transformation zu ermöglichen. Als Farbstandards verwende ich Sterne der E-Regionen (Cousins, 1961, 1967, 1973), für die genaue UBV-Daten bekannt sind (Vogt, 1979). Zusätzlich werden einige Johnson-Morgan-Standards ausgewählt, um den Anschluß an das Originalsystem zu kontrollieren.

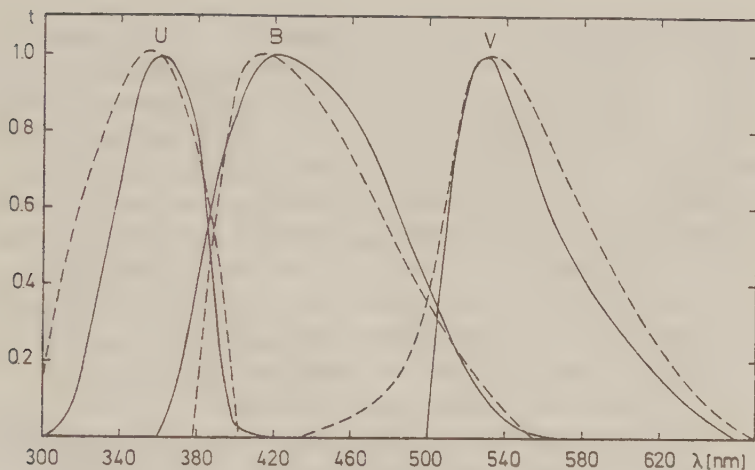


Abb. 3.1: Vergleich der Filterkurven des Standard-UBV-Systems (Daten: Allen, 1973, gestrichelte Linien) mit dem Bochumer-System. Für die Empfindlichkeitskurven des Bochumer-Systems wurde die Quanteneffizienz des Multipliers berücksichtigt, jedoch nicht der Einfluß des optischen Systems.

Neben der Farbtransformation ist eine weitere Reduktion notwendig, denn die beobachteten Helligkeiten und Farben eines Sterns sind von seiner Zenitdistanz z abhängig, was auf die Extinktion des Sternlichts durch die Atmosphäre zurückzuführen ist (vgl. Kapitel 3.3.). In jeder Nacht müssen mehrere Paare von E-Regions-Sternen der Spektraltypen A und K gemessen werden, um den Einfluß der Extinktion für die Programmsterne beseitigen zu können. Beide Sterne sollen so eng beieinander stehen, daß die Luftmasse X für sie nahezu gleich ist. Weiterhin müssen sie bei verschiedenen Zenitdistanzen beobachtet werden, um die Transformation auf eine einheitliche Luftmasse zu ermöglichen. Wie die Gleichung 3.4

zeigt, ist X eine Funktion von $\sec z$. Es ist also nicht günstig, die Extinktionsmessungen zeitlich äquidistant anzulegen. Vielmehr sollte durch Messungen bei $X = 1.0, 1.5$ und 2.0 eine möglichst große gleichmäßige Luftmassenbasis gewährleistet sein. Der Luftmasse 2.0 entspricht etwa eine Zenitdistanz von $z = 60^\circ$. Nach allgemeiner Erfahrung (Golay, 1974) stellt sie ungefähr die Grenze dar, bis zu der photometrische Messungen problemlos gemacht werden können. Bei größeren Luftmassen ist zum einen die Schwächung des Lichts zu stark, zum anderen ist der Einfluß der atmosphärischen Störungen (z.B. Luftunruhe) nicht mehr tolerabel.

Die für die Bestimmung der Extinktion und der Transformation vom Bochumer Instrumenten- in das Johnson-Morgan-Standardsystem verwendeten Sterne sind im Anhang (Kapitel 6.6.) gesondert aufgeführt. Weiter enthält die Tabelle von mir gemessene Sterne von Standardsequenzen für die GMW von Bok und Bok (1969 a, b) sowie von Bart und Bok (1960).

Zwei wichtige Aspekte sind für die Durchführung der Einzelmessungen noch zu berücksichtigen: die richtige Wahl der Blende und der Einfluß des Himmelshintergrunds. Die Blende muß groß genug gewählt sein, so daß das gesamte Beugungs- und Szintillationsbild des Sterns auf dem Multiplier abgebildet wird. Kleine Abweichungen der Nachführung oder durch Wind hervorgerufene Vibrationen dürfen nicht dazu führen, daß der Stern kurzzeitig die Blende verläßt. Trotzdem darf kein weiterer Stern in der Blende stehen; er würde die Meßwerte verfälschen. Die Beobachtung der meisten galaktischen Be-Sterne konnte ich bei gutem bis normalem Seeing (Sternscheibchen in der Größenordnung von $1''$ bis $3''$) mit einer Blende von $18'' \varnothing$ durchführen. In dichten Sternfeldern, wie man sie

zum Beispiel für einige Sternhaufen und die GMW findet, wurde eine 11" - Blende gewählt, natürlich nur bei gutem Seeing. Sehr helle Sterne, wie sie die Johnson-Morgan-Standards darstellen, wurden in einer größeren Blende von 30" ϕ gemessen. Das Photometrieren einiger schwächerer Sterne in den verschiedenen Blenden stellte sicher, daß keine systematischen Fehler auftraten (Tabelle 3.1).

Tabelle 3.1 Vergleichsmessungen in verschiedenen Blenden

ϕ 30" zu 18"			ϕ 18" zu 11"		
Name	V	ΔV	Name	V	ΔV
E6/33	5. ^m 238	-0. ^m 009	Bart18ok		
E6/ 2	8.086	-0.009	1	9. ^m 376	-0. ^m 004
E8/ 8	7.822	0.004	2	10.128	0.005
E8/29	6.930	0.001	3	11.112	0.007
E9/ 1	8.052	0.007	4	12.299	-0.003
E9/30	6.849	-0.006	Bok32ok		
E4/ 6	8.345	-0.003	3	10.472	-0.006
E6/30	7.203	0.007	4	10.892	-0.005
$\overline{\Delta V} = -0.001$			5	11.237	0.010
			7	11.890	-0.008
			$\overline{\Delta V} = -0.001$		

Sternmessungen werden stets für den mitbeobachteten Himmelshintergrund korrigiert, was sich besonders bei der unsymmetrischen Aufhellung des Himmels durch den Mond oder bei den zahlreichen nicht mehr erkennbaren schwachen Sternen der GMW auswirkt. Zur Vermeidung systematischer Fehler wird im Anschluß an jede Sternmessung der Hintergrund in allen verwendeten Filtern in der näheren Umgebung des Sterns gemessen.

Es ist besonders darauf zu achten, daß sich bei der Hintergrundmessung in der Blende und deren Umgebung kein sichtbarer Stern befindet und auch kein Streulicht vom Meßstern mitbeobachtet wird. Für die Objekte der GMW, die an der Sichtbarkeitsgrenze liegen, erfolgte die Wahl des Hintergrunds auf Sternkarten mit der Grenzgröße $m_V \approx 17^m$ (Hodge, 1967).

Die Einzelmessungen folgten dem Schema:

U_B V_V V_H B_B U_H
* * *

* : Sternmessung

H : Himmelsmessung

Jede Einzelmessung wurde nach einer Integrationsdauer von mindestens 10 Sekunden und maximal 1 Minute pro Filter beendet. Erreichte man für einen Stern mit $V \leq 13^m$ eine Genauigkeit von 1% in der Zählrate vor Ablauf dieser Zeit, so wurde die Filtermessung abgebrochen. Für die sehr schwachen Objekte ($V = 14^m$ bis 15^m) der GMW konnte die erwünschte Genauigkeit kaum erreicht werden. Es wurde daher versucht, diese Sterne öfter zu beobachten. Davon abgesehen sollte jedes Objekt insgesamt möglichst dreimal in verschiedenen Nächten photometriert werden, um Fehlmessungen oder Variabilität der Programmsterne nachzuweisen.

Im Laufe einer Nacht erfolgten 20 bis 25 Extinktionsmessungen, sowie zu Beginn und am Ende der Nacht jeweils die Messungen einiger UB_V-Standards. Zu Beginn und am Ende einer Beobachtungsperiode wurden in je einer Nacht nur UB_V-Standard- und Extinktionssterne photometriert, die zur Festlegung der oben angesprochenen Farbtransformation verwendet wurden.

Die Messungen der in den Katalogen (Kapitel 6.2.1., 6.3., 6.4. und 6.6.) aufgeführten Sterne erfolgte während dreier Beobachtungsperioden. Im Mai - Juli 1979 (42 Nächte) und Juni - Juli 1980 (24 Nächte) wurden die

UBV - Messungen der galaktischen Be-Sterne durchgeführt, während im November - Dezember 1979 (42 Nächte) die Photometrie der GMW-Objekte erfolgte. Das Sternhaufenprogramm wurde in allen drei Beobachtungsperioden als wesentlicher Bestandteil realisiert. Von den 108 zur Verfügung stehenden Nächten konnten auf Grund der Wetterbedingungen etwa 50% genutzt werden, denn gerade für die Photometrie ist absolut wolkenfreier Himmel Voraussetzung.

3.3. Reduktion der Messungen

3.3.1. Vorreduktion und Extinktion

Die ersten Reduktionsschritte erfolgten in Chile während der Datenerfassung. Das dort verwendete Computerprogramm berechnete aus den vom Meßgerät übernommenen Zählraten für den Stern und den Himmel die instrumentellen Helligkeiten in Größenklassen für die drei Farben UBV. Die Korrekturfaktoren für die Meßbereiche des Verstärkers sind dabei bereits berücksichtigt:

$$m_F = a(V) - 2.5 \cdot \log(N_* - N_H)_F, \quad 3.1$$

m_F instrumentelle Helligkeit im Farbbereich F,

$a(V)$ Korrekturfaktor der Verstärkerstufe V (10^{-5} , 10^{-6} ... 10^{-10}) plus Nullpunkt von $12^m.5$,

N_* gemittelte Zählrate der Sternhelligkeit,

N_H gemittelte Zählrate des Himmelshintergrunds.

Die Korrekturfaktoren der Verstärkerstufeneichung für

die Abweichungen der Arbeitswiderstände von ihren Sollwerten sind an jedem Abend vor Beginn der Beobachtungen mit einer Eichstromquelle überprüft und im Bedarfsfall geändert worden. Gefundene Änderungen lagen im Bereich von einer tausendstel Größenklasse und hoben sich im Mittel über einen längeren Zeitraum auf. Die weitere Auswertung erfolgte mit dem Institutsrechner pdp 11/60, für den ein Programmpaket entwickelt wurde.

Im ersten Schritt wird die Sternhelligkeit für die Extinktion durch die Atmosphäre korrigiert. Das auf der Erdoberfläche ankommende Sternlicht wird beim Durchgang durch eine Schicht X der Atmosphäre geschwächt. Es gilt:

$$I_{\lambda} / I_{\lambda_0} = e^{-\tau_{\lambda} \cdot X},$$

wobei τ_{λ} die optische Dicke der Erdatmosphäre bei der Wellenlänge λ ist.

Sofern τ_{λ} nicht zu groß ist, kann die extraterrestrische Intensität I_{λ_0} durch lineare Extrapolation der bei verschiedenen Luftmassen gemessenen $\ln I_{\lambda}$ für $X \rightarrow 0$ bestimmt werden. Untersuchungen der Abhängigkeit der Extinktion von der Wellenlänge (z.B. Tüg, 1977) zeigen, daß die optische Dicke der Erdatmosphäre τ_{λ} für die verschiedenen Filter differieren. Die Transformation auf extraterrestrische Helligkeit muß somit neben der Schichtdicke auch den Zusammenhang der Extinktion mit dem Farbenindex berücksichtigen. Für die Korrektur der atmosphärischen Extinktion gilt der Ansatz:

$$m_{0F} = m_F - k_F \cdot X - k_F^1 \cdot X \cdot f, \quad 3.2$$

mit m_{0F} der extraterrestrischen Sternhelligkeit,
 k_F dem primären Extinktionskoeffizient,
 k_F^1 dem sekundären Extinktionskoeffizient,

f dem extraterrestrischen Farbenindex,
X der Luftmasse.

Die jeweilige Luftmasse X eines Sterns wird aus der mitregistrierten Sternzeit Θ der Messung und den Koordinaten des Objektes bestimmt. Unter Annahme einer planparallelen Atmosphärenschrift gilt für die Luftmasse:

$$X = \sec z$$

$$= 1/(\sin\varphi \cdot \sin\delta + \cos\varphi \cdot \cos\delta \cdot \cos(\Theta - \alpha)) \quad 3.3$$

mit $\varphi = -29^{\circ}15'26''$ geographische Breite des Beobachtungsortes (La Silla),

Θ Sternzeit der Messung,
 α Rektaszension } des Sterns bezogen auf die
 δ Deklination } Epoche der Messung.

Die Erdkrümmung macht eine Korrektur für die nach dieser einfachen Formel berechneten Luftmasse erforderlich, die von Hardie (1962) angegeben wurde.

$$X = \sec z - 0.0018167 \cdot (\sec z - 1)$$

$$- 0.002875 \cdot (\sec z - 1)^2 \quad 3.4$$

$$- 0.0008083 \cdot (\sec z - 1)^3$$

Der Ansatz (Gleichung 3.2) angewandt auf das UBV-System ergibt:

$$v_0 = v - k_v \cdot X - k_v' \cdot X \cdot (b-v)_0$$

$$(b-v)_0 = (b-v) - k_{b-v} \cdot X - k_{b-v}' \cdot X \cdot (b-v)_0 \quad 3.5$$

$$(u-b)_0 = (u-b) - k_{u-b} \cdot X - k_{u-b}' \cdot X \cdot (u-b)_0$$

Die Koeffizienten k_F und k_F' der drei Gleichungen werden aus den Messungen der Extinktionsstandardsterne ermittelt. Die Methode von Hardie (1962), nach welcher alle Unbekannten während einer Anpassung berechnet werden, erschien als zu instabil. Aus diesem Grund wurden die Koeffizienten und die extraterrestrischen Werte mit

einem iterativen Verfahren bestimmt, bei dem jeweils abwechselnd sekundäre oder primäre Extinktionskoeffizienten vorgegeben und die anderen berechnet wurden. Der Einstieg in dieses Verfahren erfolgte mit den auf La Silla als Standardwerte verwendeten farbabhängigen Extinktionskoeffizienten

$$k'_{\nu} = 0 \quad k'_{b-\nu} = -0.035 \quad k'_{u-b} = 0.012 .$$

Als Test des Verfahrens wurde für einige Nächte mit den Werten $k'_{\nu} = k'_{b-\nu} = k'_{u-b} = 0$ begonnen. Dies führte zu den gleichen Endkoeffizienten wie bei den obigen Anfangswerten, jedoch waren ein bis zwei Iterationsschritte mehr notwendig.

Im ersten Durchgang der Reduktion wurden für alle verwendeten Sterne, die mindestens dreimal in einer Nacht gemessen worden sind, die Werte von ν , $b-\nu$ und $u-b$ jeweils in Abhängigkeit von X graphisch dargestellt. Dabei konnten offensichtliche Ausreißer sofort entdeckt werden. An Hand der Meßprotokolle wurde nach Gründen für Unstimmigkeiten gesucht. Handelte es sich zum Beispiel nur um einen Eingabefehler der Sternbezeichnung, konnte er korrigiert werden. Andernfalls mußte die Einzelmessung oder der Stern weggelassen werden.

Aus den Koeffizienten der Einzelnächte ergaben sich die mittleren Koeffizienten einer Beobachtungsperiode. Nächte, die deutliche Abweichungen von diesen zeigten, wurden speziell untersucht. Mit den mittleren Werten erfolgte die Transformation der guten Nächte, denn die Koeffizienten der meisten einzelnen Nächte zeigen keine signifikanten Differenzen (Abb. 3.2).

Die große Abweichung einer einzelnen Nacht läßt sich entweder als witterungsbedingter Einfluß oder temperaturabhängiger instrumenteller Gang verstehen. Von die-

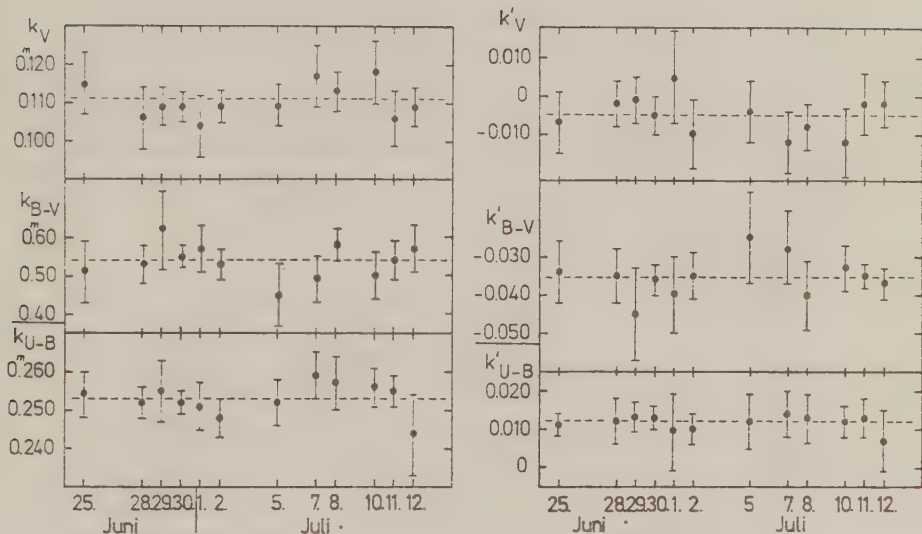


Abb. 3.2: Primärer und sekundärer Extinktionskoeffizient in Abhängigkeit von der Zeit für die Beobachtungsperiode 1980. Die ermittelten mittleren Koeffizienten sind als gestrichelte Linie eingezeichnet.

sen Nächten wurden nur die ausgewertet, bei denen die Störung eindeutig auf einen instrumentellen Gang zurückzuführen war.

Die Analyse der Gänge erfolgte nach zwei unterschiedlichen Methoden. Zum einen wurden die Differenzen, Standardhelligkeiten V minus extraterrestrische Helligkeiten v_0 gebildet und gegen die Sternzeit Θ aufgetragen. Zum anderen wurden die mit der mittleren Extinktion korrigierten Messungen eines Sterns auf seine erste Messung in einer Nacht normiert und wieder gegen die Sternzeit aufgetragen. Die sich dabei zeigenden Gänge habe ich berücksichtigt und anschließend die Extinktion

in diesen Nächten neu bestimmt. Es zeigte sich, daß die korrigierten Nächte zu Koeffizienten führten, die gut zu den mittleren Werten paßten.

Die folgende Tabelle 3.2 enthält die Koeffizienten der Gleichungen 3.5 für die drei Beobachtungsperioden.

Tabelle 3.2 Extinktionskoeffizienten

Beobachtungs- zeitraum		v	b-v	u-b
17. 5. -	k	$0.129(5)$	$0.046(4)$	$0.246(7)$
8. 7. 79	k'	$0.001(5)$	$-0.036(4)$	$0.018(5)$
31.10. -	k	$0.140(8)$	$0.053(7)$	$0.260(7)$
5.12. 79	k'	$0.001(5)$	$-0.033(5)$	$0.012(3)$
25. 6. -	k	$0.111(5)$	$0.054(5)$	$0.253(4)$
19. 7. 80	k'	$-0.005(6)$	$-0.035(7)$	$0.012(2)$

In Klammern ist der mittlere Fehler der Koeffizienten in tausendstel Einheiten angegeben.

3.3.2. Farbgleichung

Die erhaltenen extraterrestrischen Helligkeiten und Farbenindizes der Standardsterne weichen noch von den Werten ab, die sie im Johnson-Morgan-System haben. Das ist verständlich, da wir nicht mit der originalen Johnson-Morganschen Meßapparatur gearbeitet haben. Wie schon oben erwähnt, unterscheiden sich zum Beispiel die Empfindlichkeitskurven der Filter-Photometersysteme (Abb. 3.1). Der Ansatz der Transformationsgleichungen erfolgt linear:

$$\begin{aligned}
 V &= v_0 + a_v^I \cdot (b-v)_0 + a_v \\
 (B-V) &= (b-v)_0 + a_{(b-v)}^I \cdot (b-v)_0 + a_{(b-v)} \quad 3.6 \\
 1. (U-B) &= (u-b)_0 + a_{(u-b)}^I \cdot (u-b)_0 + a_{(u-b)}_1 \quad \text{für } B-V > 0.2 \\
 2. (U-B) &= (u-b)_0 + a_{(u-b)}^I \cdot (u-b)_0 + a_{(u-b)}_2 \quad \text{für } B-V \leq 0.2
 \end{aligned}$$

Große Buchstaben bedeuten Werte im System nach Johnson und Morgan (1953), kleine Buchstaben eigenes System,

a_F Nachtnullpunkt,

a_F^I Farbkoeffizient.

Aus der Beobachtungserfahrung weiß man, daß die Koeffizienten für die Farbtransformation während einer Beobachtungsperiode stabil sind, solange keine Teile des Systems (z.B. ein Photomultiplier) ausgetauscht werden (Hardie, 1962, sowie Moffat und Vogt, 1973). Aus diesem Grund wurden in je zwei Nächten eines Beobachtungszeitraums nur E-Regions- und Johnson-Morgan-Standardsterne gemessen, aus denen die genauen Werte der Koeffizienten hergeleitet werden konnten. Die Transformation wird für jede Nacht unabhängig kontrolliert, da eine Anzahl bestimmter Standardsterne jeweils mitbeobachtet wurde. Für die abschließende Bestimmung der individuellen Nachtnullpunkte werden mittlere Farbkoeffizienten vorgegeben.

Die Abbildung 3.3 zeigt, daß die Transformation für U-B nicht linear ist. Sie setzt sich aus zwei verschiedenen Steigungen zusammen, die sich durch die (B-V)-Farben aufspalten lassen (Gl. 3.6). Für die verschiedenen Beobachtungsperioden ergeben sich die in der Tabelle 3.3 aufgeführten Transformationskoeffizienten der Gleichungen 3.6:

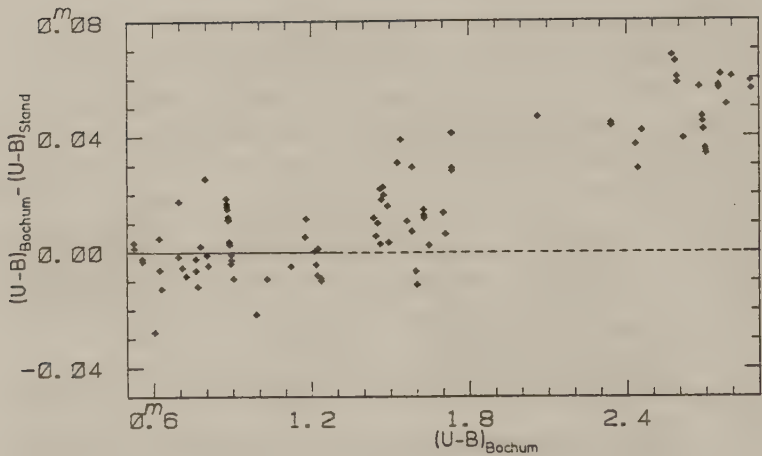


Abb. 3.3: Beispiel für die Nichtlinearität der Farbtransformation in (U-B); die Differenzen der mit den Farbkoeffizienten für den blauen Bereich transformierten (U-B)-Werte zu den Standarddaten sind gegen die nur extinktionskorrigierten Daten aufgetragen.

Tabelle 3.3 Koeffizienten der Farbtransformation

	a'_v	a'_{b-v}	$a'_{(u-b)_1}$	$a'_{(u-b)_2}$
17. 5. -				
8. 7. 79	-0.010(5)	-0.010(3)	0.014(4)	-0.082(4)
31. 10. -				
4. 11. 79	-0.052(4)	0.045(5)	-0.003(4)	-0.037(4)
*5. 11. -				
5. 12. 79	-0.015(3)	0.077(5)	-0.039(2)	-0.081(6)
25. 6. -				
19. 7. 80	-0.018(2)	0.070(2)	-0.050(2)	-0.089(3)

*Andere Koeffizienten, da ein neuer Photomultiplier eingebaut wurde, der bessere Dynamik und geringeren Dunkelstrom besaß.

Die Nullpunkte a_F wurden für jede Nacht einzeln bestimmt, wobei aber nur geringe Schwankungen festzustellen waren. Das Farbsystem war während einer Beobachtungsperiode konstant.

Die von mir gemessenen Sterne konnten nun ins Standardsystem transformiert werden, was für jede Nacht gemäß den Gleichungen 3.6 durchgeführt wurde. Als nächstes wurden die Messungen eines Sterns aus allen Beobachtungsperioden zusammengefaßt und nach ihren Fehlern gewichtet gemittelt. Die Tabellen 6.2.1., 6.3. und 6.4. enthalten die sich ergebenden V -, $(B-V)$ - und $(U-B)$ - Werte der Programmsterne. Sie sind zwar von allen Einflüssen der Erdatmosphäre und des speziellen Instruments befreit, nicht jedoch vom Einfluß der interstellaren Extinktion, die stets mit einer Verfärbung des Sternlichts einhergeht. Die Zweifarbandiagramme (Abb. 3.4 a, b) der beobachteten Sterne zeigen deutlich, daß sie mehr oder weniger starke Verfärbungen aufweisen. Den Betrag der Verfärbung kann ich nur angeben, wenn die Eigenfarben dieses Sterntyps bekannt sind, das heißt eben seine Position im Zweifarbandiagramm. Im Kapitel 4. setze ich mich mit diesem Problem auseinander.

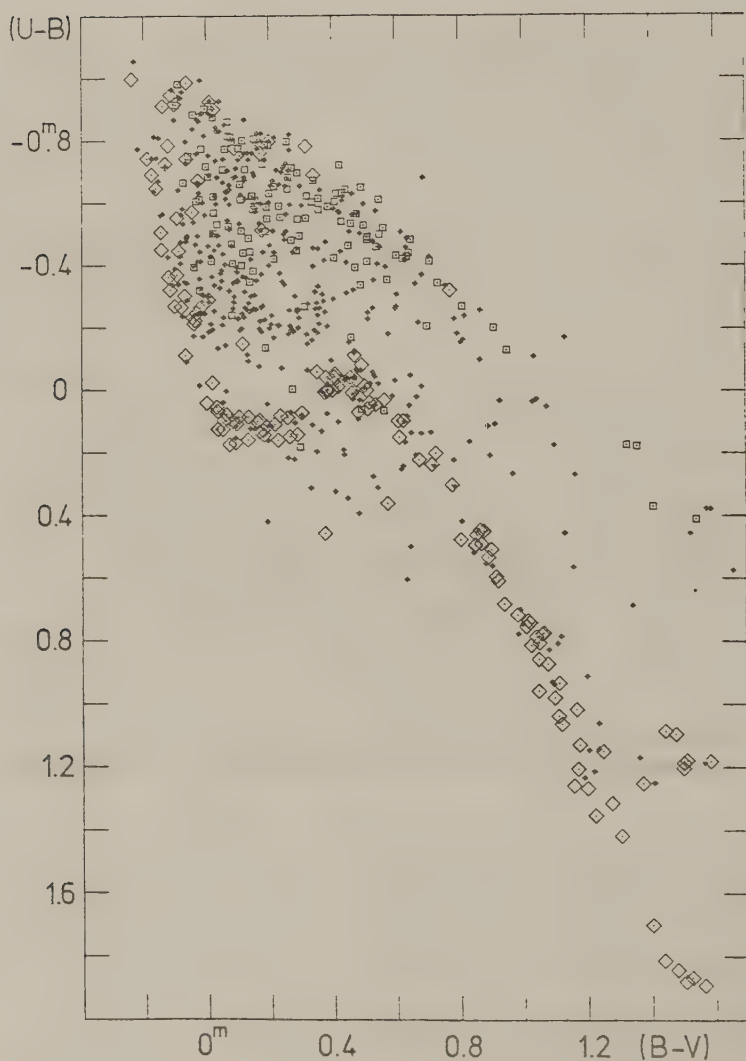


Abb. 3.4a: Zweifarbendiagramm der beobachteten galaktischen Sterne; reduzierte Daten.
 ◇ E-Regions- und Johnson-Morgan-Standards,
 □ Be-Sterne, die im Katalog von Nicolet (1978) enthalten sind,
 ◆ restliche Be-Programmsterne.

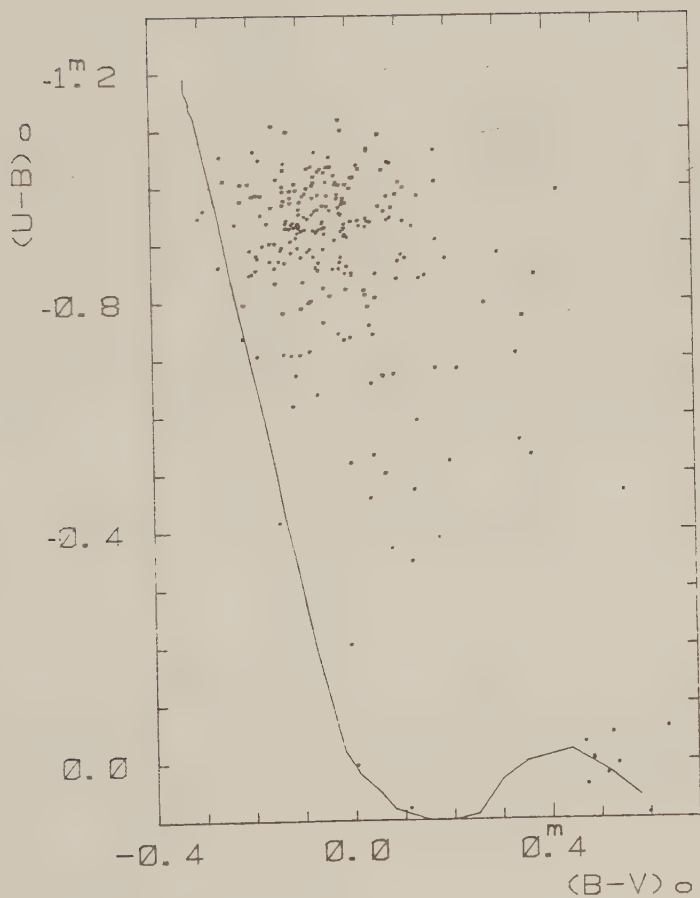


Abb. 3.4b: Zweifarbendiagramm der beobachteten H α -Emissionslinienobjekte der GMW; reduzierte Daten.

3.4. Fehlerbetrachtung

Die mittleren Fehler $\bar{\epsilon}$ der Meßwerte in V, B-V und U-B in Abhängigkeit von der visuellen Helligkeit zeigen die Abbildungen 3.5 a, b, c. Die Daten wurden in Gruppen von einer Größenklasse zusammengefaßt, aus denen die mittlere Streuung für das Intervall bestimmt wurde. Die Zahlenwerte der Diagramme sind in Tabelle 3.4 aufgeführt. Aus den Angaben folgt, daß für die Photometrie der galaktischen Be-Sterne mit einem mittleren Fehler von maximal $\pm 0^m.015$ in V, B-V und U-B zu rechnen ist. Bei den schwächeren Emissionsliniensternen der GMW steigt er bis auf $\pm 0^m.030$ an.

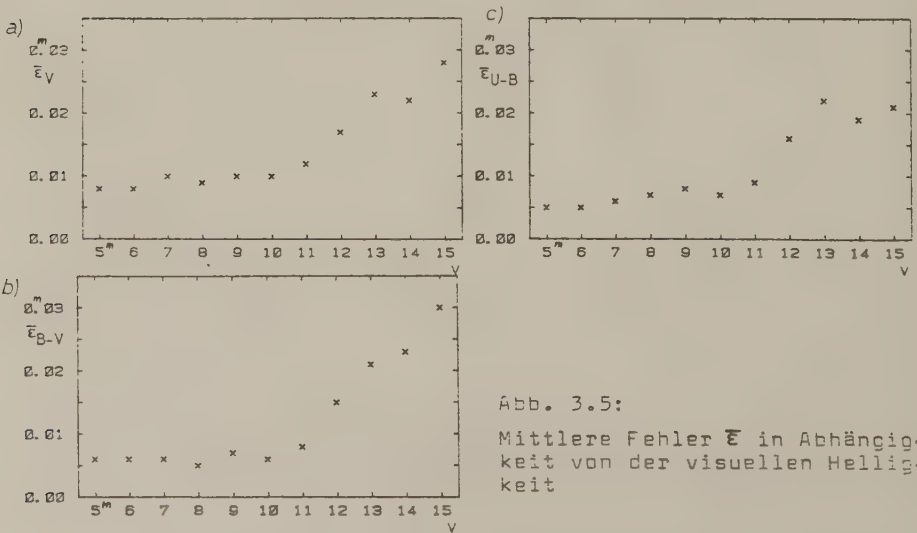


Abb. 3.5:

Mittlere Fehler $\bar{\epsilon}$ in Abhängigkeit von der visuellen Helligkeit

Tabelle 3.4 Mittlere quadratische Abweichung der
Meßdaten vom jeweiligen Mittelwert

Helligkeits- intervall	Anzahl	mittlere quadratische Abweichung		
		ϵ_V	ϵ_{B-V}	ϵ_{U-B}
$V \leq 5^m$	80	± 0.008	± 0.006	± 0.005
$5^m < V \leq 6^m$	41	0.008	0.006	0.005
6 7	55	0.010	0.006	0.006
7 8	73	0.009	0.005	0.007
8 9	145	0.010	0.007	0.008
9 10	144	0.010	0.006	0.007
10 11	137	0.012	0.008	0.009
11 12	88	0.017	0.015	0.016
12 13	68	0.023	0.021	0.022
13 14	66	0.022	0.023	0.019
14 15	149	0.028	0.030	0.021

Neben der Untersuchung des internen Fehlers der Photometrie ist es wichtig, den Anschluß an das Standardsystem zu kontrollieren. Dazu vergleicht man zunächst die erhaltenen Werte für die Standardsterne mit den tatsächlichen (Anhang, Kapitel 6.6.). Aus 56 Sternen, die mindestens zweimal gemessen worden sind, ergibt sich für den mittleren Fehler des Mittelwertes der Differenzen:

$$\sigma_V = \pm 0.001 \quad \sigma_{B-V} = \pm 0.001 \quad \sigma_{U-B} = \pm 0.002 .$$

Zur Untersuchung der Restabweichung der Photometrie wurden die Differenzen (gemessene Werte - Standardwerte) ΔV , $\Delta(B-V)$ und $\Delta(U-B)$ aufgetragen (Abb. 3.6). Es zeigten sich keine systematischen Unterschiede. Die mittleren Abweichungen der Einzelwerte

$$\overline{\Delta_V} = \pm 0.011 \quad \overline{\Delta_{B-V}} = \pm 0.009 \quad \overline{\Delta_{U-B}} = \pm 0.017$$

liegen im Rahmen der zu erwartenden Fehlergrenzen und sind für die Gesamtphotometrie erträglich.

Ein weiterer Test des Anschlusses an das Johnson-Morgan-System ist möglich durch Vergleiche mit anderen photometrischen Untersuchungen. Dazu werden Sterne herausgesucht, die auch von anderen Beobachtern gemessen worden sind. In Tabelle 3.5 sind die Ergebnisse dieser Vergleiche angegeben. Insgesamt bleiben die Differenzen im Rahmen der Fehler und die mittlere Abweichung von allen Untersuchungen ist vernachlässigbar. Die Transformation ins Standardsystem ist korrekt erfolgt.

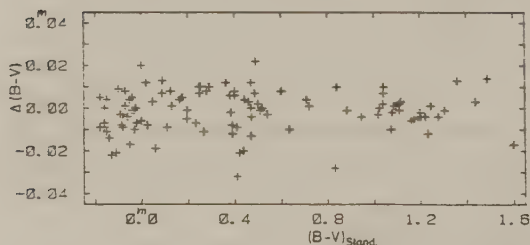
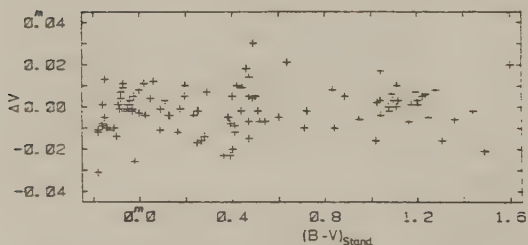


Abb. 3.6:

Restabweichung der Photometrie. Es wurden die Differenzen, reduzierte Daten minus Standardwerte, gegenüber den Standardwerten aufgetragen.

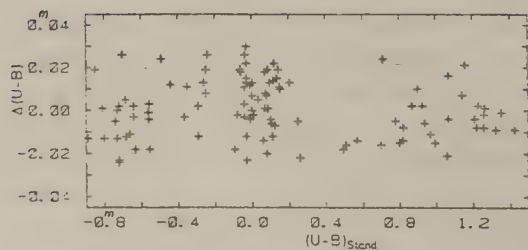


Tabelle 3.5 Vergleich mit anderen Untersuchungen
Differenzen : Kozok - Andere

Autoren	V	(B-V)	(U-B)	N
GMW	+0.028(6)	-0.006(1)	+0.013(2)	27
Nicolet (1978)	-0.010(6)	-0.018(4)	-0.006(4)	33
Klinkmann (1973)	0.021(11)	0.028(5)	0.010(6)	10
Klare et. al. (1977)	-0.007(1)	-0.008(1)	-0.017(2)	63
Schild et. al. (1969)	-0.001(4)	0.010(4)	-0.030(12)	6
Whiteoak (1963)	0.008(10)	-0.014(5)	0.000(10)	8
arithmetisches Mittel	+0.0017(1)	-0.0070(6)	-0.0068(6)	

GMW : Rousseau et. al. (1978) n = 7

und Standardsequenzen :

Bart und Bak (1960) n = 14

Bak und Bak (1969) n = 6

4. ANALYSE DER DATEN

4.1. Eigenfarben der dBe-Sterne

Die Farbenindizes der Sterne einer bestimmten Spektral- und Leuchtkraftklasse sind nicht identisch, wie es auf Grund der gleichen physikalischen Zustandsgrößen zu erwarten wäre. Sie weisen zum Teil erhebliche Differenzen auf, die durch die Streuung des Lichts am interstellaren Staub hervorgerufen werden. Die für verschiedene Wellenlängen unterschiedliche Absorption führt zu einer Verfärbung (Rötung) des Lichts.

Um die Eigenfarben, das heißt die vom Einfluß des interstellaren Staubs befreiten Farben, eines bestimmten Typs zu ermitteln, müssen die Sterne unverfärbt sein oder die Verfärbung der verwendeten Sterne bekannt sein. Eine Analyse der Farben der sonnennahen Sterne ($r < 100$ pc), von denen man annimmt, daß sie garnicht oder nur wenig verfärbt sind, kann die Eigenfarben von häufigen Stern-typen ermitteln. Dabei geht man davon aus, daß die blauen Sterne unverfärbt sind. An ihnen werden direkt die Eigenfarben beobachtet.

Will man diese Methode für die Be-Sterne anwenden, ist deren geringe Zahl in Sonnennähe von Nachteil. Der Einfluß eines pekuliaren Einzelsterns kann zu groß sein, und nicht erfaßbare systematische Fehler sind möglich, denn es läßt sich kaum überprüfen, ob die Verfärbung wirklich identisch null ist.

Das Datenmaterial wird wesentlich umfangreicher, wenn Be-Sterne berücksichtigt werden, die mit anderen Sternen assoziiert sind, für die die Verfärbung genau hergeleitet werden kann. Dabei handelt es sich um Sternhaufen, Assoziationen oder visuelle Doppelsternsysteme.

In der vorliegenden Untersuchung werden Sternhaufen und Assoziationen berücksichtigt, denn die Entfernungen dieser Aggregate und die mittleren Verfärbungen der Sternhaufen kennt man aus photometrischen Untersuchungen einer größeren Zahl sicherer Mitgliedersterne mit höherer Genauigkeit, als dies für visuelle Doppelsternsysteme möglich ist.

In einem Sternhaufen ist die Verfärbung im allgemeinen gleichmäßig, und die Abweichungen vom Mittelwert betragen höchstens $\pm 0^m.04$. Einige wenige Sternhaufen zeigen wesentlich größere Verfärbungsvariationen. Dennoch wurden sie mit den mittleren Werten aufgenommen, was zu einer breiteren Streuung um die Sequenz der Eigenfarben führen kann. Andererseits stellen sie nur einen geringen Anteil, der keine systematisch fehlerhafte Sequenz bewirken kann. (Im Abschnitt 6.2.2. wird auf diese Sternhaufen und Einzelsterne hingewiesen.)

Weiter ist für den Gesamtfehler der Eigenfarbe $(B-V)_0$ der individuelle Meßfehler des Be-Sterns von maximal $\pm 0^m.03$ zu berücksichtigen. Aus diesem und den Abweichungen vom Mittelwert der Verfärbung im Sternhaufen ergibt sich nach dem Gaußschen Fehlerfortpflanzungsgesetz der interne Gesamtfehler zu $\pm 0^m.05$. Neben den internen Variationen findet man beim Vergleich von verschiedenen Untersuchungen häufig Unterschiede der Verfärbungswerte E_{B-V} , die für stärker verfärbte Sternhaufen ($E_{B-V} > 0^m.7$) bis zu $\pm 0^m.1$ ausmachen können. Diese fehlerhaften mittleren und die variablen Verfärbungen leisten den dominierenden Beitrag, berücksichtigt man sie für den Gesamtfehler.

Als Basiskatalog der Daten der Sternhaufen dienen die Untersuchungen von Becker und Fenkart (1971), so-

wie Fenkart und Binggeli (1979), die immer dann Verwendung fanden, wenn keine anderen Analysen vorlagen. Unterschiedliche Untersuchungen neueren Datums wurden kritisch berücksichtigt (z.B. Dachs et. al., 1982 für NGC 6231). Die genauen Quellenangaben der verwendeten Daten für die Sternhaufen sind im Anschluß an die Kommentare zu den Sternaggregaten aufgeführt (Abschnitt 6.2.3. mit den Querverweisen im Katalog 6.2.1.).

Die Eigenfarben $(B-V)_0$ und $(U-B)_0$ werden aus den gemessenen Farbenindizes $(B-V)$ und $(U-B)$ für jeden Stern sowie den zugehörigen Verfärbungen E_{B-V} und E_{U-B} des Sternhaufens berechnet:

$$\begin{aligned} (B-V)_0 &= (B-V) - E_{B-V} \\ \text{und} \quad (U-B)_0 &= (U-B) - E_{U-B} . \end{aligned} \quad 4.1$$

Die Verfärbung E_{U-B} wird aus E_{B-V} abgeleitet (Schmidt-Kaler, 1982):

$$E_{U-B} / E_{B-V} = x + 0.05 \cdot E_{B-V} , \quad 4.2$$

wobei x eine Funktion der Eigenfarbenindizes ist:

$$\begin{aligned} x &= 0.65 - 0.05 \cdot (U-B)_0 \quad \text{für} \quad (U-B)_0 < 0 \\ x &= 0.64 + 0.26 \cdot (B-V)_0 \quad \text{für} \quad (B-V)_0 > 0 \end{aligned} \quad 4.3$$

Die zweite Beziehung gilt für Sterne aller Leuchtkraftklassen, deren Spektraltyp A0 oder später ist. Frühere Untersuchungen (z.B. Schmidt-Kaler, 1964c) haben außerdem gezeigt, daß die zu erwartenden Eigenfarben $(U-B)_0$ der dBe-Sterne kleiner Null sind. Aus diesen Gründen verwende ich für die Bestimmung von E_{U-B} der Be-Sterne immer die erste Gleichung von 4.3. Gemäß den Gleichungen 4.1 - 4.3 werden die $(B-V)_0$ - und $(U-B)_0$ -Werte der Be-Sterne aus den Sternhaufen berechnet. Die Daten sind im Katalog 6.2.1. mit aufgenommen.

Für die Be-Sterne in Assoziationen ist die Reduktion auf die Eigenfarben nicht mit dieser Methode durchführbar. Die Sterne der Assoziationen sind im allgemeinen über einen weiteren räumlichen Bereich gestreut, was zu größeren Unterschieden für die Verfärbung der Mitgliedsterne führen kann. Deswegen berücksichtige ich die Be-Sterne in Assoziationen erst in einer späteren Phase der Analyse, wenn mit einer bekannten Sequenz der Eigenfarben die absoluten Helligkeiten deduziert werden (Kapitel 4.2.).

Die Eigenfarbensequenz für die Be-Sterne leite ich aus dem gesamten Datenmaterial für Sternhaufensterne ab. Ausgeschlossen wurden nur wenige Objekte, die mit dem Kriterium 5, abweichender Spektraltyp (Kapitel 2.2.5.) in Konflikt kamen. Die Einzelkriterien der Mitgliedschaft und deren Wichtung wurden im zweiten Kapitel behandelt. Aus den drei möglichen Kriterien konnten Einzelwahrscheinlichkeiten für die Zugehörigkeit bestimmt werden. Die Gesamtzahl der Sterne teilt sich in vier Gruppen mit verschiedener Anzahl und Kombination der Kriterien auf. In der Analyse vermischen sich die unterschiedlichen Kategorien der Mitgliedschaft, wenn als Gewicht für die Eigenfarben die aus der multiplikativen Verknüpfung der Einzelwahrscheinlichkeiten bestimmte Gesamtwahrscheinlichkeit gewählt würde. Das wird durch die Berechnung des einzelnen gewichteten Mittelwertes gemäß der folgenden Gleichung vermieden:

$$C = \sum_i c_i \cdot f_{ges_i} / \sum_i f_{ges_i}, \quad 4.4$$

wobei c_i der Farbenindex $(B-V)_0$ oder $(U-B)_0$ des i -ten Sterns und

$$f_{ges_i} = w_{Pos_i} + f_{RG} w_{RG_i} + f_{EB} w_{EB_i}$$

das Gewicht, mit dem der i -te Stern berücksichtigt wird.

Durch gleitende Mittelwertbildung für $(U-B)_0$ und $(B-V)_0$ über $(U-B)$ -Intervalle von 0.2^m Breite, mit einer sukzessiven Verschiebung von 0.02^m , wird die Eigenfarbensequenz gewonnen. Die resultierende Relation ist mit den Konfidenzintervallen der Mittelwerte für das Test-Niveau $\alpha = 0.01$ (Wolf, 1968) im Zweifarbendiagramm (Abb. 4.1) eingezeichnet. Weiterhin sind alle Sterne aufgetragen, deren Gewicht $f_{ges_i} \geq 0.005$ ist. Die 196 berücksichtigten Sterne führen zu einer mittleren Abweichung des Einzelwertes von der Sequenz $\bar{\sigma}_{B-V}^{(0)} = \pm 0.093^m$. Eine Angabe der mittleren Abweichung in $(U-B)$ ist nicht sinnvoll, da die gleitende Mittelwertbildung entlang dieser Achse durchgeführt wurde.

Die Abbildung 4.1 zeigt einige Objekte weit abseits der mittleren Beziehung. Die meisten davon haben geringe Mitgliedswahrscheinlichkeiten für den Sternhaufen, und daher kann das $\bar{E}_{B-V}$ für sie falsch sein. Die beiden Objekte mit höherem Gewicht sind ebenfalls mit einer zweifelhaften mittleren Verfärbung reduziert worden, wie eine nähere Betrachtung zeigt (siehe Text zur Abb. 4.1).

Die vorliegende Relation wird geglättet, indem für den nächsten Schritt nur die Sterne verwendet werden, deren Abstand von der Sequenz kleiner ist als das 2.5fache des Konfidenzintervalls für $\alpha = 0.01$:

$$\Delta_i(B-V) < 2.5 \sigma_{k_i}^{(0)}(B-V)$$

mit $\sigma_{k_i}^{(0)}(B-V)$ dem Konfidenzintervall für den Mittelwert von $(B-V)_0$ an der $(U-B)_0$ -Position des i -ten Sterns.

Die Bedingung wird von 155 Sternen erfüllt (Abb. 4.2). Der mittlere Fehler des Einzelwertes für die geglättete Sequenz beträgt $\bar{\sigma}_{B-V}^{(1)} = \pm 0.053^m$. Er liegt im Bereich

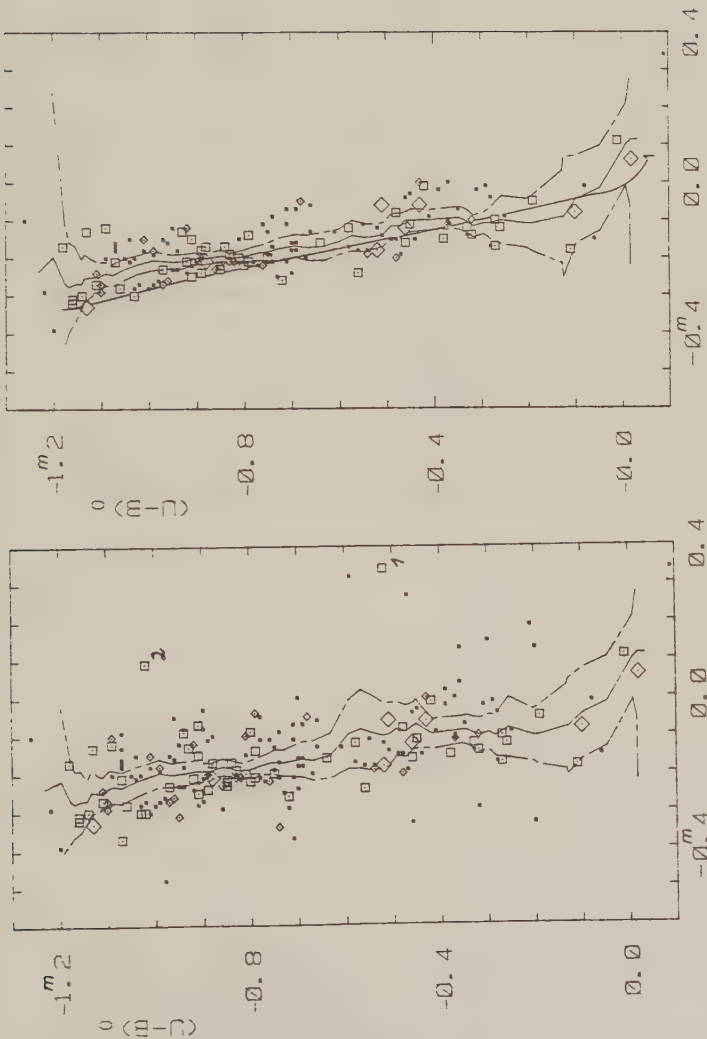


Abb. 4.1:

Zweifarbendiagramm der dBe-Sterne aus Sternhaufen mit $f_{\text{ges}} \geq 0.005$. Das gleitende Mittel (durchgezogene Linie) ist mit dem Konfidenzintervall (gestrichelt) eingezeichnet.
 1: HD 339669 aus NGC 6862/3; die EB-Untersuchung bezieht sich auf NGC 6865 und ist für den Stern wahrscheinlich falsch.
 2: WFW 235 aus NGC 6511; der Sternhaufen hat veritable Verfärbung. Der mittlere Wert kann daher für den Stern falsch sein.

Abb. 4.2:

Zweifarbendiagramm der dBe-Sterne aus Sternhaufen mit $A_1(B-V) < 2.5 \sigma_{k_1}$ (B-V) + Zusatzkraftklasse V.
 lich wurde wieder das gleitende Mittel mit dem Konfidenzintervall eingezeichnet.
 1: Sequenz der normalen Sterne der Leuchtkraftklasse V.
 Symbole der Abbildungen:
 $\square$ $0.005 \leq f_{\text{ges}} \leq 1$
 $\diamond$ $1 < f_{\text{ges}} \leq 2$
 $\circ$ $2 < f_{\text{ges}} \leq 3$
 $\diamond$ $3 < f_{\text{ges}}$

der Abweichungen, die auf Grund der Streuung in E_{B-V} und des Meßfehlers der Einzelsterne zu erwarten sind.

Die Abbildung 4.3 zeigt die Daten in einem vergrößerten $(B-V)$ -Maßstab. Im Rahmen des zugehörigen Konfidenzintervalls der Mittelwerte ($\alpha = 0.01$) gilt für den Bereich $-1.2 \leq (U-B)_0 \leq -0.1$ die lineare Beziehung:

$$(U-B)_0 = 5.5 \cdot (B-V)_0 + 0.214 \quad 4.5a$$

Bei späteren Typen (für normale Hauptreihensterne wäre es der Bereich von B9 bis A5) tritt ein der Hauptreihe vergleichbares Abknicken zu positiveren $(B-V)_0$ -Werten auf. Die Eigenfarbensequenz der dBe-Sterne trifft in dem Bereich auf die Sequenz der Hauptreihensterne (vgl. Abb. 4.2). Um für Sterne mit $(U-B)_0 > -0.1$ keine zu hohen E_{B-V} -Werte abzuleiten, wenn auf die Eigenfarben reduziert wird, berücksichtige ich das Umschwenken (Abb. 4.3) durch:

$$(U-B)_0 = 2.44 \cdot (B-V)_0 + 0.039 \quad 4.5b$$

für $-0.1 < (U-B)_0 \lesssim 0$.

Das sich verbreiternde Konfidenzintervall im Bereich der frühen Typen, $(U-B)_0 < -1.1$, läßt sich einerseits auf die geringe Zahl der Sterne zurückführen, andererseits reflektiert es eine größere Streuung der Daten im Zweifarbendiagramm (ZFD). Einen weiteren Hinweis über den Verlauf der Beziehung in diesem Bereich erhält man möglicherweise, wenn die Lage der dBe-Sterne der GMW im ZFD ausgewertet wird.

Die Meßbarkeitsgrenze des Teleskops ($V \leq 15^m$) und die Entfernung der gemessenen H α -Emissionsliniensterne der GMW mit dem wahren Entfernungsmodul $V_0 - M_V = 18.3$ (deVaucouleurs, 1980) ergeben eine untere Grenze für die absoluten Helligkeiten und damit eine ungefähre Ein-

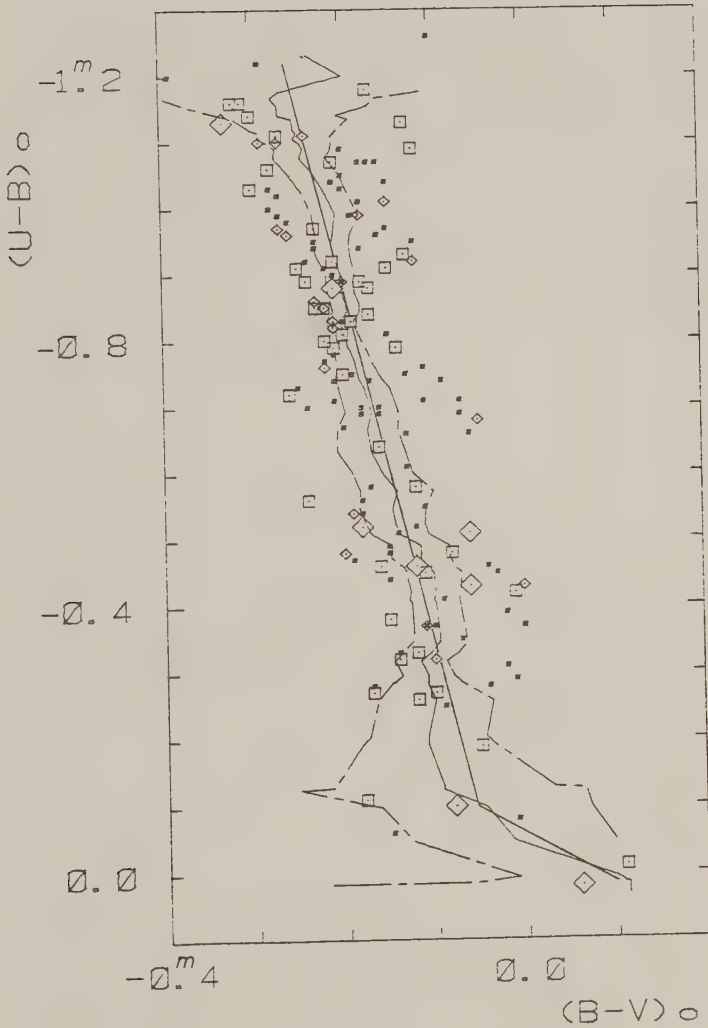


Abb. 4.3: Zweifarbendiagramm, wie Abb. 4.2, jedoch ist zusätzlich die mittlere Beziehung für die dBe-Sterne nach den Gln. 4.5 eingezeichnet.

schränkung der möglichen Sterntypen. Die Gleichung 4.7 liefert $M_V \leq -3^m.3$ unter der Voraussetzung, daß die interstellare Absorption $A_V = 0^m.0$ ist. Berücksichtigt man ein mittleres E_{B-V} von $\approx 0^m.12$, folgt nach Gl. 4.8 $A_V \approx 0^m.4$ und damit $M_V \lesssim -3^m.7$. Im günstigsten Fall sind Objekte mit $M_V \leq -3^m.3$ noch meßbar. Ein Vergleich mit den absoluten Helligkeiten der verschiedenen Spektraltypen (Schmidt-Kaler, 1982) zeigt, welche sich unter den gemessenen Objekten der GMW befinden können.

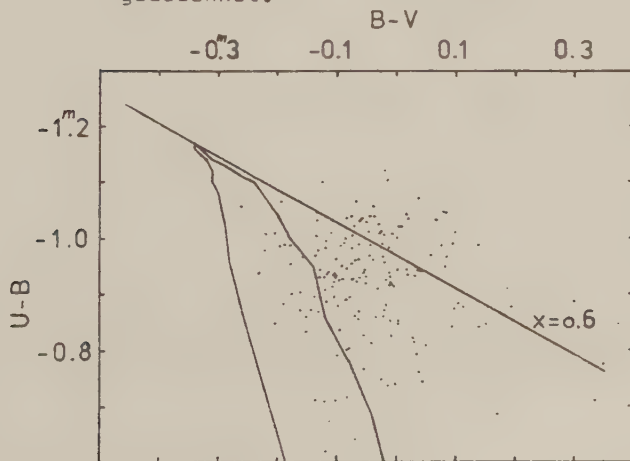
Leuchtkraftklasse	Spektraltypen
V	O3 bis B0
IV	O4 " B1
III	O4 " B2
II	O7 " B6
I	alle Typen O bis M.

Daß die Spektraltypabschätzung auch für die dBe-Sterne näherungsweise gültig ist, wird deutlich, wenn man das kurzwellige Farbenhelligkeitsdiagramm der dBe-Sterne in Sternhaufen (Abb. 4.7 im nächsten Abschnitt) und die Zuordnungen der charakteristischen photometrischen Größen zu den Spektraltypen (Abschnitt 4.3.) berücksichtigt. Ein Teil der GMW-Objekte scheint für die Analyse der Eigenfarben der frühen dBe-Sterne geeignet, während wahrscheinlich alle cBe-Typen untersucht werden können. Wie wir später sehen werden, ist die Abtrennung der dBe- von den cBe-Sternen schwierig, weil kaum Leuchtkraftklassifikationen für die gemessenen Emissionsliniensterne vorliegen.

Die Verfärbung in Richtung und innerhalb der GMW ist nicht so gleichmäßig, wie wir es von den Sternhaufen erwarten konnten. Ihre Objekte besitzen jedoch eine geringe mittlere Verfärbung von $E_{B-V} \approx 0^m.1$ (Isserstedt, 1975), wobei die Extremwerte zwischen $E_{B-V} = 0^m.0$ und etwa $0^m.3$ liegen.

Im Zweifarbendiagramm der H α -Emissionsliniensterne der GMW mit $V > 13^m$ (Abb. 4.4a) findet man einige Sterne mit ihren Eigenfarben oberhalb der Werte für O5-Sterne, wenn sie entlang des normalen Verfärbungsweges mit $E_{U-B}/E_{B-V} \approx 0.7$ verschoben werden. Die Erscheinung bleibt bestehen, wenn Fehler in (B-V) und (U-B) von ± 0.05 eingeschlossen werden. Die Objekte besitzen offensichtlich einen Farbenexzess in (U-B) und (B-V). In ihrem photometrischen Verhalten sind sie den von Schild (1966) durch spektroskopische Untersuchungen definierten "extremen" dBe-Sternen frühen Typs ähnlich. Für diese haben Schild und Romanishin (1976) Farbenexzesse bis zu $+0.15$ in B-V und -0.05 in U-B gefunden. Das Verschieben der Objekte auf die Hauptreihe führt zu E_{B-V} -Werten, die zu groß sind. Die Sterne erscheinen blauer als sie tatsächlich sind, das heißt im photometrisch bestimmten Spektraltyp früher.

Abb. 4.4a: Zweifarbendiagramm der GMW-Objekte im Helligkeitsintervall $13^m < V < 15^m$ ohne Verfärbungskorrektur. Zum Vergleich ist eine sehr geringe Steigung des Verfärbungsweges, $x = 0.6$, eingezeichnet.



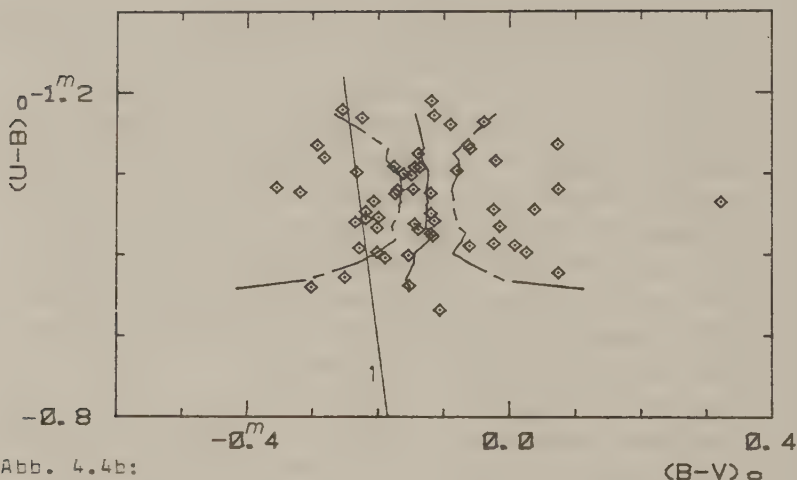


Abb. 4.4b:

Zweifartendiagramm der vermutlichen dBe-Sterne der GMW unter Berücksichtigung einer Verfärbung von $\bar{E}_{B-V} = 0.1$. Eingezeichnet sind ebenfalls das gleitende Mittel mit dem Konfidenzintervall und die mittlere Beziehung für dBe-Sterne aus Sternhaufen (1).

GMW-Objekte mit dieser Position im ZFD findet man nur im Helligkeitsbereich $V \geq 13.5$. Dies entspricht einer absoluten Helligkeit $-6^m \leq M_V \leq -3^m$, wobei für die untere Grenze $\bar{E}_{(B-V)\max} = 0.3$ entsprechend $A_V \approx 0.9$ genommen wurde. In dem Bereich liegen die frühen dBe-Sterne (vgl. Kapitel 4.2.).

Die Bestimmung der Eigenfarben dieser Sterne erfolgt gemäß den Gleichungen 4.1 und 4.2 mit der mittleren Verfärbung $\bar{E}_{B-V} = 0.1$. Das ZFD der Objekte (Abb. 4.4b) weist große Streuung um eine mittlere Beziehung auf, die einen Exzess von $+0.1$ in $(B-V)$ gegenüber der hergeleiteten Sequenz der dBe-Sterne hat. Während die blauen Objekte zur Sequenz passen, lie-

gen einige Sterne in über 0.3^m Abstand von ihr. Die Inhomogenität der Verfärbung, die besonders dann großen Einfluß hat, wenn wie hier relativ wenige Objekte vorhanden sind, kann als Erklärung für die Abweichung herangezogen werden. Aus den Daten kann kein weiterer Stützpunkt für die Sequenz bestimmt werden.

Frühere Untersuchungen der Farbenexzesse der Be-Sterne haben gezeigt, daß die Exzesse von verschiedenen Sternen desselben Spektraltyps unterschiedlich sind. Die oben abgeleitete Sequenz der Eigenfarben der dBe-Sterne stellt eine mittlere statistische Beziehung dar, wobei Objekte mit differierenden Werten gemischt werden und zur Streuung um die Sequenz wesentlich beitragen können.

Eine genauere Analyse der Abstände Δ_i der Einzelsterne von der Sequenz ist wichtig, $\Delta_i = (B-V)_i - (B-V)_0$. Eine asymmetrische Verteilung kann nicht allein durch die Streuung der Meßfehler erklärt werden. Mehrere andere Effekte sind denkbar, die zur Schiefe der Verteilung führen:

- a) Eine nicht vollständige Reduktion der Verfärbungen bewirkt einen Überhang zu positiveren $(B-V)$ -Werten. Doch ist auf Grund der Verwendung der mittleren Verfärbungen und der Vielzahl unterschiedlicher Sternhaufen keine derartige Tendenz zu erwarten. Die Abweichungen sollten normalverteilt sein.
- b) Die evolutionäre Entwicklung eines Sterns von der Hauptreihe bewirkt eine Rötung des Sterns. Befinden sich die Objekte gerade in dieser Phase, müßte eine Asymmetrie zu finden sein.
- c) Die Sterne mit geringen Farbenexzessen sind häufiger als Sterne mit großen, wobei offen bleibt, durch welche Ursachen die Exzesse bewirkt werden.

Die Histogramme 4.5a, b der Differenzen Δ_i aus dem ZFD 4.1 bzw. 4.2 lassen deutlich eine Asymmetrie erkennen. Sie kann durch das Zentralmoment dritter Ordnung γ der Verteilung quantitativ erfaßt werden:

$$\gamma = (\overline{\sigma}_{(B-V)}^{(1)})^{-3} \cdot \left(\sum_i \Delta_i^3 \cdot f_{\text{ges}_i} \right) \cdot \left(\sum_i f_{\text{ges}_i} \right)^{-1} \quad 4.6$$

mit $\overline{\sigma}_{(B-V)}^{(1)}$ der mittleren Standardabweichung in (B-V) für die Relation erster Ordnung (Abb. 4.2) und f_{ges_i} dem Gewicht des i-ten Sterns.

Die eingeschränkte Verteilung (Abb. 4.2) hat eine mittlere Schiefe $\gamma = +0.137$ in Einheiten von $\overline{\sigma}_{(B-V)}^{(1)}$. Der Wert fällt positiver aus, wenn alle Sterne einbezogen werden (Abb. 4.1). Das ist im wesentlichen auf den Einfluß einiger stark abweichender Objekte zurückzuführen.

Zwischen dem jeweiligen Mittelwert und dem wahrscheinlichsten Wert besteht eine mittlere Abweichung von $+0.007$ im Sinne einer rötteren Sequenz. Die Differenz ist im Rahmen des Konfidenzintervalls zu vernachlässigen. Ob die Asymmetrie als Einfluß der evolutionären Stellung zu sehen ist oder auf Grund anderer Ursachen entsteht, z.B. der Rotation, wird im Kapitel 4.4 diskutiert.

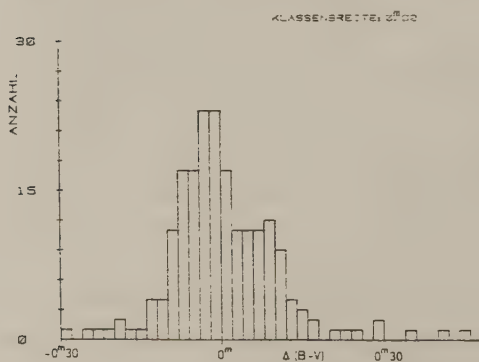


Abb. 4.5a

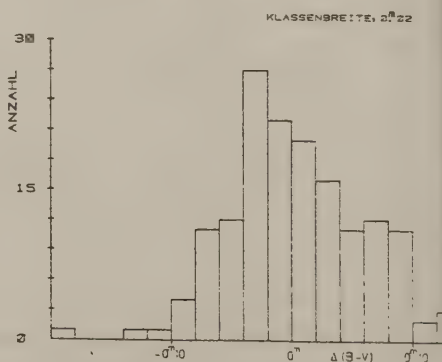


Abb. 4.5b

4.2. Absolute Helligkeiten und kurzweelliges Farbenhelligkeitsdiagramm der dBe-Sterne

Die absoluten Helligkeiten M_V der dBe-Sterne werden berechnet aus:

$$M_V = V - A_V - (V_0 - M_V), \quad 4.7$$

das heißt, die interstellare Absorption und der wahre Entfernungsmodul (nach Gl. 2.1 die Entfernung r) der Sterne muß bekannt sein. Daher benutze ich zur Aufstellung des kurzweiligen Farbenhelligkeitsdiagramms wieder die Sterne aus Sternhaufen mit den bekannten mittleren Verfärbungen und Entfernungen. Der Katalog 6.2.1. enthält die für die Untersuchung benötigten Entfernungsmodule. Sie wurden für die Sternhaufen denselben Untersuchungen entnommen wie die Daten für die Verfärbungen.

Die Entfernungen der Sterne in Assoziationen kennt man ebenfalls gut. Die individuellen Verfärbungen müssen jedoch wegen der möglichen Variation über das Gebiet der Assoziation mittels einer anderen Methode bestimmt werden. Für das zunächst vorgestellte Verfahren können sie nicht verwendet werden.

Die interstellare Absorption A_V wird aus der mittleren Verfärbung $\bar{E}_{B-V}$ der Sternhaufen berechnet. Nach Schmidt-Kaler (1982) gilt:

$$A_V = [3.3 + 0.28 \cdot (B-V)_0 + 0.04 \cdot E_{B-V}] \cdot E_{B-V} \quad 4.8$$

Mit den Gleichungen 4.7 und 4.8 läßt sich die absolute Helligkeit M_V jedes Haufensterns ermitteln, wobei der mittlere zu erwartende Fehler für M_V aus den Einzelbeiträgen der Gleichungen abgeschätzt wird. Die Messung von V ist mit einem Fehler von maximal ± 0.03 behaftet

(vgl. Kapitel 3.4.). Der Fehler von A_V ist von $\bar{E}_{B-V}$ und $(B-V)_0$ sowie deren individuellen Fehlern abhängig. Gemäß dem Gaußschen Fehlerfortpflanzungsgesetz berechnet, beträgt er für Haufen mit $\bar{E}_{B-V} = 1.0 \pm 0.1$ als obere Grenze ± 0.3 . Der Einfluß der Fehler der Entfernungsmodule ist gravierender. Die Vergleiche mehrerer Untersuchungen von entfernteren Sternhaufen zeigen, daß die ermittelten Entfernungsmodule durchaus Differenzen bis zu ± 0.5 aufweisen. Dagegen ist der interne Fehler der Entfernungsbestimmung geringer und liegt bei ± 0.3 . Die zu erwartenden mittleren Abweichungen in M_V betragen im ungünstigsten Fall $\approx \pm 0.7$.

Die Abbildung 4.6 stellt das kurzwellige Farbenhelligkeitsdiagramm (FHD) für alle Sterne mit $\Delta_i < 2.5 \cdot \sigma_{k_1}^{(0)}(B-V)$ dar (155 Sterne). Aus diesen gewichteten Daten wird durch gleitende Mittelung die $M_V - (U-B)_0$ Beziehung abgeleitet. Die Mittelung erfolgt über $(U-B)$ -Intervalle mit $\Delta(U-B)_0 = 0.2$ und einer Verschiebung von 0.02 gemäß der Gleichung 4.4, wobei c_i die absolute Helligkeit M_V oder den Farbenindex $(U-B)_0$ des i -ten Sterns bedeutet. Im FHD ist die sich ergebende Beziehung mit den Konfidenzintervallen der Mittelwerte für das Test-Niveau $\alpha = 0.01$ eingezeichnet.

Die Streuung für M_V der späten Typen ist im Vergleich zur Streuung für die frühen Typen deutlich größer. Die mittlere quadratische Abweichung des Einzelwertes vom Sequenzwert beträgt $\bar{\sigma}_{M_V} \approx \pm 0.6$ für $(U-B)_0 \leq -0.65$.

Der Wert steigt zu den späten Typen weiter an; bei $(U-B)_0 = -0.3$ ist $\bar{\sigma}_{M_V} \approx \pm 1.2$. Um die sich abzeichnende Relation herauszuarbeiten, werden für die nächste Bestimmung der Mittelwerte die Objekte verwendet, deren

Abstand $\Delta_i(M_V) = (M_{V_i} - M_{V_{Seq}})$ an der Stelle $(U-B)_{0i}$ von der Sequenz kleiner als das 2.5fache des Konfidenzintervalls ($\alpha = 0.01$) des Mittelwerts $M_{V_{Seq}}$:

$$\Delta_i(M_V) < 2.5 \sigma_{k_i}^{(0)}(M_V)$$

mit $\sigma_{k_i}^{(0)}(M_V)$ dem Konfidenzintervall für den Mittelwert von M_V an der Stelle $(U-B)_0$ des i -ten Sterns.

Aus den 127 Sternen (Abb. 4.7), die die Bedingung erfüllen, lassen sich Beziehungen für zwei Bereiche mit unterschiedlichen mittleren Steigungen und Streuungen ableiten:

$$\text{I.} \quad \text{für} \quad (U-B)_0 \leq -0.8$$

$$M_V = 5.03 \cdot (U-B)_0 + 1.703 \quad \text{mit} \quad \bar{\sigma}_{M_V}^{(1)} = \pm 0.35$$

$$\text{II.} \quad \text{für} \quad (U-B)_0 > -0.8 \quad 4.9$$

$$M_V = 2.58 \cdot (U-B)_0 - 0.257$$

$$\text{mit} \quad \bar{\sigma}_{M_V}^{(1)} \approx \pm 0.8 \quad \text{im Intervall} \quad -0.8 < (U-B)_0 < -0.4 .$$

Die Streuung wächst im Bereich $(U-B)_0 > -0.4$ stark an. Der genaue Verlauf der Relation ist wegen der geringen Zahl von Objekten sehr unsicher. Wie wir im nächsten Kapitel sehen werden, entspricht das etwa dem Gebiet der B8e- bis A0e-Sterne.

Um die Datenbasis zu vergrößern, benutze ich für die Herleitung des kurzwelligen FHDs noch ein zweites Verfahren, bei dem auch die Sterne aus Assoziationen berücksichtigt werden können. Es wird für jeden Stern individuell die Verfärbung gegenüber der Eigenfarbensequenz (Gln. 4.5) gemäß den Gleichungen 4.1 bis 4.3 bestimmt. Auf Grund der Abhängigkeit der Steigung des Verfärbungsweges von den Eigenfarben erfolgt dies im

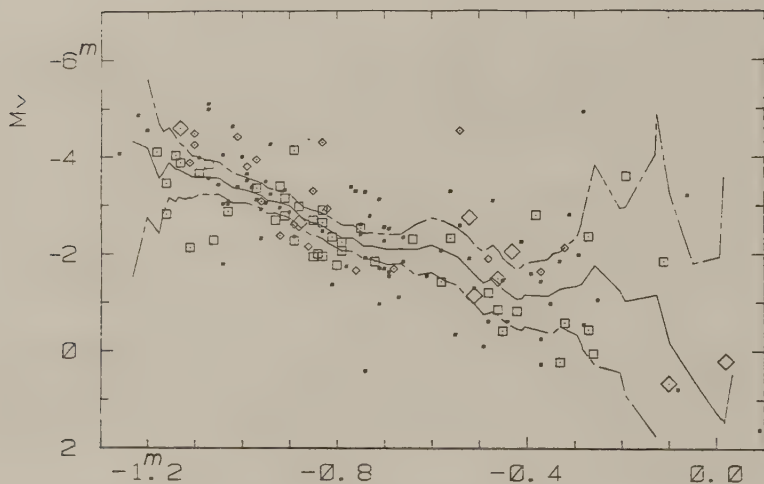


Abb. 4.6:
Die Lage der dBe-Sterne mit $\Delta_i(B-V) < 2.5 \cdot \sigma_{k_i}^{(0)}(B-V)$ aus Sternhaufen im kurzwelligen Farbenhelligkeitsdiagramm. Eingezeichnet wurde ebenfalls das gleitende Mittel (—) mit dem Konfidenzintervall (---). Die weiteren Symbole sind im Text zur Abb. 4.2 erklärt.

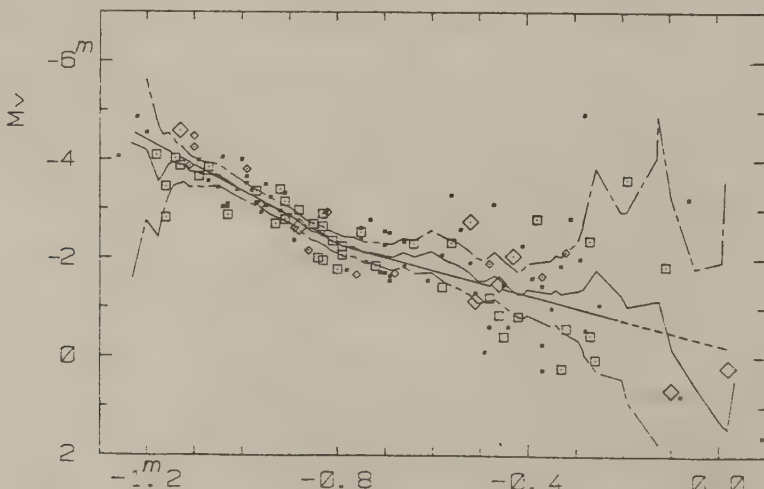


Abb. 4.7:
wie Abb. 4.6, jedoch erfüllen die gezeigten Sterne die Bedingung $\Delta_i(M_V) < 2.5 \cdot \sigma_{k_i}^{(0)}(M_V)$. Neben dem gleitenden Mittel und dem Konfidenzintervall ist die mittlere Beziehung gemäß den Gln. 4.9 eingezeichnet.

Rahmen einer Iteration, die abgebrochen wird, wenn konsistente Werte für die Steigung und die Eigenfarben erreicht werden. Die jeweiligen visuellen Absorptionen A_V werden aus den individuellen E_{B-V} -Werten berechnet und weichen von den aus den mittleren Sternhaufenwerten bestimmten Daten um $\approx \pm 0.2^m$ ab. Die Gleichung 4.7 liefert wieder die absolute Helligkeit M_V der Objekte. Als Ausgangsdatenmaterial für die Herleitung des kurzwelligen FHDs mit der zweiten Methode dienen alle Sternhaufensterne, die die Bedingung $\Delta_i(B-V) < 2.5 \cdot \sigma_{k_i}^{(0)}(B-V)$ erfüllen, sowie alle Sterne in Assoziationen, für die auch physikalische Kriterien der Mitgliedschaft bekannt sind. Da die Assoziationssterne keinen weiteren Einschränkungen unterworfen sind, enthält das FHD auch einige Objekte mit großem Abstand von der mittleren Sequenz. Die Ableitung der Beziehung zwischen M_V und $(U-B)_0$ erfolgte mit 177 Sternen (Abb. 4.8) erneut durch gleitende, gewichtete Mittelung mit denselben Parametern wie oben. Die Relation wird geglättet und von dem Einfluß abweichender Objekte befreit, indem die Sterne für die neue Mittelwertbildung genommen werden, für die gilt:

$$\Delta_i(M_V) < 2.5 \sigma_{k_i}^{(0)}(M_V)$$

Das kurzwelliges FHD (Abb. 4.9) enthält dann noch 15 Sterne mehr als vorher, deren mittlere Beziehung zwischen M_V und $(U-B)_0$ sowie die zugehörigen Konfidenzintervalle der Mittelwerte ($\alpha = 0.01$) ebenfalls eingezeichnet sind.

Der Vergleich der Abbildungen 4.7 und 4.9 zeigt keine signifikanten Unterschiede, wie die in beiden Diagrammen eingezeichneten linearen Beziehungen (Gln. 4.9) verdeut-

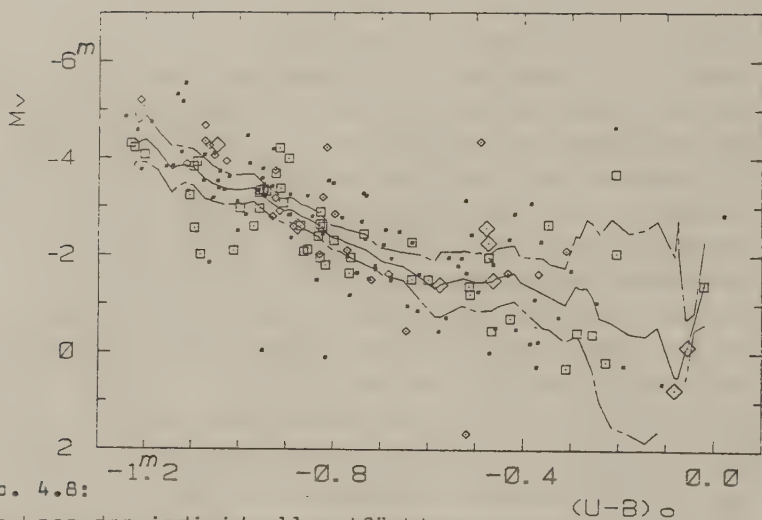


Abb. 4.8:

Die Lage der individuell entfärbten dBe-Sterne aus Sternhaufen und Assoziationen im kurzwelligen Farbenhelligkeitsdiagramm.

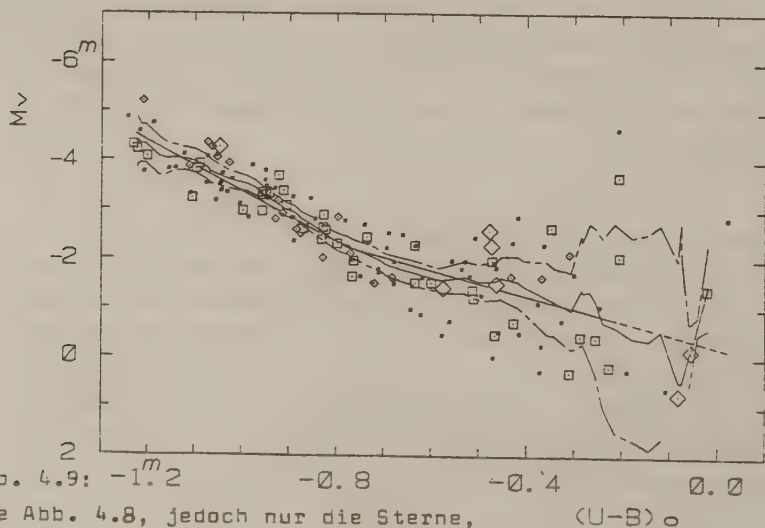


Abb. 4.9:

wie Abb. 4.8, jedoch nur die Sterne, die der Bedingung $\Delta_i(M_V) < 2.5 \cdot \sigma_{k_i}^{(o)}(M_V)$

genügen. Eingezeichnet ist ebenfalls die mittlere Beziehung der dBe-Sterne aus Sternhaufen gemäß den Gln. 4.9.

lichen. Sie haben nicht nur Gültigkeit für das FHD (Abb. 4.7), aus dem sie abgeleitet wurden, sondern auch im Rahmen der Konfidenzintervalle für die nach der differierenden Methode gewonnene Sequenz in Abb. 4.9 .

Die Streuung ist durch das individuelle Entfärben nicht geringer geworden. Ihre Ursache können einerseits ungenaue Entfernungsangaben der Sternhaufen und Assoziationen sein, andererseits kann es sich um eine wahre Verteilung handeln, die zum Beispiel eine unterschiedliche evolutionäre Stellung der Objekte widerspiegelt. Die Gleichungen 4.9 geben dann nur eine mittlere statistische Beziehung zwischen M_V und $(U-B)_0$ an.

4.3. Eigenfarben und absolute Helligkeiten der verschiedenen dBe-Spektraltypen

Die Spektralklassifikation der Be-Sterne ist auf Grund der hohen Linienverbreiterung und der störenden Effekte der Linienemission sehr schwierig (Slettebak, 1982). Vergleiche von Klassifikationen derselben Sterne durch verschiedene Beobachter weisen Unterschiede über ein bis zwei Unterklassen auf, die oft mit systematischen Differenzen in der Festlegung der Leuchtkraftklassen einhergehen. Zudem liegen nur für 94 von den 155 Sternen, die die Bedingung $\Delta_1(B-V) < 2.5 \sigma_{k_i}^{(0)}(B-V)$ erfüllen, Angaben zum Spektraltyp vor.

Die Tabelle 4.1 berücksichtigt alle Spektraltypen, für die wenigstens zwei Sterne bekannt sind. Die gewichteten Mittelwerte werden nach Gleichung 4.4 für $(B-V)_0$, $(U-B)_0$ und M_V mit allen Sternen eines Typs berechnet. Lagen mehr als zwei Objekte vor, konnten die Konfidenz-

intervalle der Mittelwerte ($\alpha = 0.01$) angegeben werden. Einen einigermaßen verlässlichen statistischen Mittelwert stellen die aus einer großen Anzahl von Objekten gewonnenen Daten dar.

Tabelle 4.1 Eigenfarben und absolute Helligkeiten nach Spektraltypen

Typ	$(B-V)_0$	$\sigma_K(B-V)_0$	$(U-B)_0$	$\sigma_K(U-B)_0$	M_V	$\sigma_K M_V$	n	$\frac{1}{n} \sum f_{\text{Ges}}$
B0	-0. ^m 25	0. ^m 09	-1. ^m 10	0. ^m 06	-3. ^m 86	0. ^m 58	8	1.30
B1	-0.22	0.05	-0.98	0.11	-3.39	0.50	17	1.35
B2	-0.19	0.03	-0.87	0.11	-2.59	0.53	19	1.12
B3	-0.18	0.03	-0.71	0.15	-2.22	0.37	8	1.03
B5	-0.14	0.04	-0.41	0.22	-1.79	0.46	4	1.67
B6	-0.01	0.02	-0.40	0.08	-1.67	0.85	3	0.37
B7	-0.12	0.02	-0.49	0.08	-1.18	0.52	6	1.74
B8	-0.10	0.08	-0.30	0.15	-0.78	1.06	15	1.38
B9	-0.08	0.03	-0.39	0.22	-0.56	1.36	4	1.53
A0	-0.08	0.05	-0.16	0.12	-0.06	0.14	3	0.26

4.4. Zustandsdiagramm der dBe-Sterne und Vergleich mit den Modellvorstellungen

4.4.1. Farbenhelligkeitsdiagramm (M_V , $(B-V)_0$) der dBe-Sterne und theoretischer Einfluß der Rotationsgeschwindigkeit

Das Zustandsdiagramm, bei dem die Leuchtkraft L gegen die effektive Temperatur aufgetragen wird, gibt Aufschluß über das Alter von Sternen und erlaubt Aussagen über deren Radien. Eine Vorstufe dazu ist das Farbenhelligkeitsdiagramm (M_V , $(B-V)_0$); aus M_V kann die Leuchtkraft und aus $(B-V)_0$ beziehungsweise $(U-B)_0$ die Temperatur bestimmt werden. Die Transformationen sind für normale Sterne gut bekannt (Schmidt-Kaler, 1982).

Das FHD (Abb. 4.10) zeigt die 155 dBe-Sterne aus 73 verschiedenen Sternhaufen mit $\Delta_i(B-V) < 2.5 \cdot \sigma_{k_i}^{(0)}(B-V)$ im Vergleich zur Alter-Null-Hauptreihe (ZAMS) nach Schmidt-Kaler (1982). Die ZAMS definiert die Lage der Sterne im FHD zu Beginn des Wasserstoffbrennens. Mit Ausnahme weniger Objekte liegen die dBe-Sterne zum Teil erheblich oberhalb der Sequenz. Im statistischen Mittel und außerhalb der Fehlergrenzen ($\sigma_{B-V} \leq \pm 0.1^m$ und $\sigma_{M_V} \leq \pm 0.6^m$ für frühe Typen bis $\sigma_{M_V} \leq \pm 1.2^m$ für späte Typen) erscheinen die dBe-Sterne als von der Hauptreihe wegentwickelt. Wir stoßen hier auf eine umstrittene Sachlage in Bezug auf die dBe-Sterne. Handelt es sich bei der Position um einen evolutionären Effekt, wie schon von Schmidt-Kaler (1964c, 1965) und neuerdings von Lloyd-Evans (1980) angenommen, oder läßt sich die Position, wie Hardop und Strittmatter (1975) vorschlugen und Collins und Sonneborn (1977) durch numerische Rech-

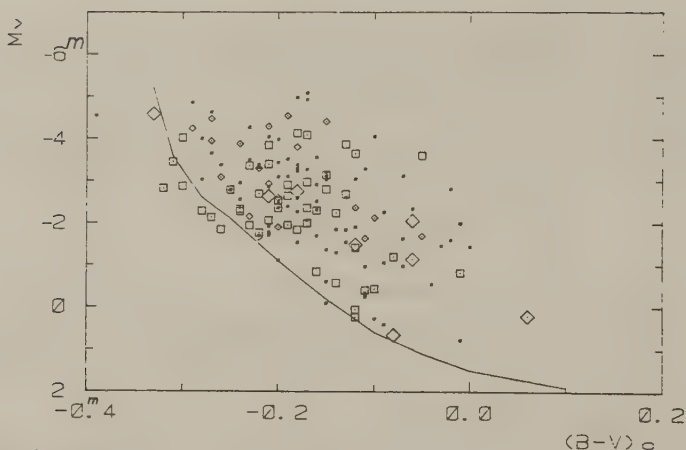


Abb. 4.10:

Farbenhelligkeitsdiagramm der dBe-Sterne aus Sternhaufen; abgebildet sind dieselben Objekte wie in Abb. 4.2 .

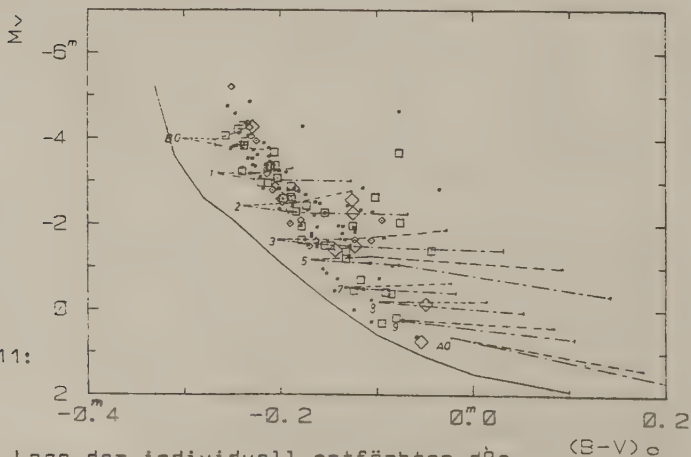


Abb. 4.11:

Die Lage der individuell entfärbten dBe-Sterne aus Sternhaufen im Farbenhelligkeitsdiagramm.

Zusätzlich eingezeichnet ist der theoretische Einfluß der Rotation auf die Lage der Sterne im Diagramm:

----- für $i = 0^\circ$ } und $v/v_k = 0, 0.9, 1.0$
 ----- für $i = 90^\circ$

sowie die Alter-Null-Hauptreihe als durchgezogene Linie.

nungen vertieften, alleine als Auswirkung der schnellen Rotation erklären?

Ich verwende die abgeleitete Eigenfarbensequenz, um die Lage der dBe-Sterne im FHD weiter zu untersuchen. Man erhält das FHD 4.11, wenn für sie die individuellen Verfärbungen berücksichtigt werden, die sie gegenüber der Eigenfarbensequenz (Gl. 4.5) aufweisen. Mit dem Ansatz ist die Streuung in $(B-V)_0$ vollständig beseitigt worden. Es verbleibt die Streuung der absoluten Helligkeiten. In das Diagramm sind ebenfalls die von Collins und Sonneborn (1977) berechneten Positionen für rotierende B-Sterne eingezeichnet.

Die Lage der frühen dBe-Sterne im FHD läßt sich durch Rotation erklären, wenn man annimmt, daß frühe Typen mit $v_{\text{rot}} > 0.9 v_k$ rotieren. Selbst dann liegen einige Objekte außerhalb des möglichen Bereichs. Für spätere Typen (B5 bis B7) nähert sich die dBe-Sequenz der beobachteten Hauptreihe der B-Sterne. Gleichfalls steigt der theoretische Einfluß der Rotation auf den Farbenindex und die absolute Helligkeit. Die Rotationsgeschwindigkeit, die für die Erklärung der Position benötigt wird, sinkt entsprechend. Für B2- bis B3-Sterne sind noch Werte $v_{\text{rot}} > 0.5 v_k$ notwendig, während für spätere Typen geringere Geschwindigkeiten ausreichen.

Die Untersuchung von Collins und Sonneborn (1977) überschätzt geringfügig den Einfluß der Rotation, da angenommen wird, daß die beobachtete Hauptreihe den Modellen ohne Rotation entspricht. Die Sterne der Hauptreihe haben jedoch mittlere Rotationsgeschwindigkeiten zwischen 30% und 60% der von Collins und Sonneborn angenommenen kritischen Geschwindigkeiten (Schmidt-Kaler, 1982). Die Nullpunktlinie ihrer Rechnungen müßte für Typen früher als B5 etwa um -0.01^m in $(B-V)_0$ und für die

späteren um -0.02 verschoben werden, um den theoretischen Einfluß der Rotation korrekt abzuschätzen. Es verstärkt die Forderung, daß Bae-Sterne mit v_k rotieren müßten, wenn ihre Position alleine ein Effekt der Rotation ist. Ein Vergleich mit beobachteten Rotationsgeschwindigkeiten ist notwendig, um herauszufinden, in wieweit die Rotation die Position bestimmt.

Interessant ist die Tatsache, daß man einige dBe-Sterne mit relativ hohen $v \cdot \sin(i)$ -Werten findet, die im FHD nahe der Sequenz der B-Sterne stehen und den eigentlich erwarteten Effekt der Rotation nicht erkennen lassen. Außerdem wird bei weiterer Untersuchung eine Diskrepanz deutlich. Die Beobachtungen von $v \cdot \sin(i)$ lassen unter der Annahme, daß die Neigungswinkel i statistisch verteilt sind, mittlere Rotationsgeschwindigkeiten von höchstens $0.9v_k$ für frühe Typen wahrscheinlich erscheinen (Abb. 4.12 und vgl. Slettebak, 1982b). Sie liegen höher als für normale B-Sterne, sind aber gegenüber den für frühe Typen aus dem FHD geforderten Geschwindigkeiten zu klein. Für die Position der dBe-Sterne im FHD muß außer der Rotation ein anderer Effekt entscheidend sein.

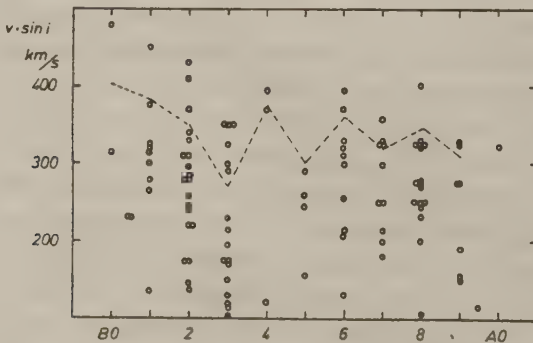


Abb. 4.12:

$v \sin(i)$ der dBe-Sterne in Abhängigkeit vom Typ (Daten: Feinstein et. al., 1980) sowie die mittlere Rotationsgeschwindigkeit (gestrichelte Linie), wobei für die Neigung statistisch korrigiert wurde.

4.4.2. Einfluß der Hüllenmaterie

An dieser Stelle kommen wir auf die in der Einleitung vorgestellten unterschiedlichen Modellvorstellungen über Be-Sterne zurück. Die Modelle gehen von schnell rotierenden Sternen aus, bei denen die Hüllenmaterie hauptsächlich in der Äquatorebene verteilt ist. Die Verteilung müßte sich in einer Korrelation des Helligkeitsexzess und der Farbenexzesse mit der Neigung der Objekte zur Sichtlinie auswirken.

Bei Beobachtung unter $i = 90^\circ$ schaut man durch die Hüllenmaterie auf den Stern, was zu einer Rötung von $(B-V)_0$ führt. Zudem sind die Temperaturen der Hüllenmaterie (, man nimmt $\approx 10^4$ K an,) unterhalb der Temperatur T_{eff} für B-Typ Sterne und täuschen ein kühleres Objekt vor. Ist der Neigungswinkel $i = 0^\circ$ sieht man sowohl die Hülle als auch den Stern, was zu einem höheren Strahlungsfluß als erwartet führen sollte. Für die Farben erwartet man wieder eine Rötung, da die Stern- und die röttere Hüllenfarbe gemeinsam gemessen werden.

Eine einzelne Bestimmung der Anteile Rotationsgeschwindigkeit v und Neigung i ist aus der Analyse von Linienprofilen z.B. der HeI (447.1 nm) und MgII (448.1 nm) Linien für frühe Typen (Ruusalepp, 1982) im Vergleich zu berechneten Profilen möglich, jedoch nur für sehr wenige Sterne durchgeführt. Im allgemeinen schließt man aus beobachteten $v \cdot \sin(i)$ -Werten auf den Neigungswinkel und muß Annahmen über die Rotationsgeschwindigkeit der Sterne machen. Für Be-Sterne sind hohe Rotationsgeschwindigkeiten wahrscheinlich (Abb. 4.12 und vgl. Slettebak, 1982b). Im Wert von $v \cdot \sin(i)$ zeigt sich dann primär der Einfluß der Neigung.

Die Exzesse in den Farben und Helligkeiten der Sterne werden gegenüber den aus den Spektralklassifikationen erwarteten Werten berechnet. Die Klassifikationen sind jedoch einerseits unsicher, andererseits sind sie auch von der Rotationsgeschwindigkeit und bei schnell rotierenden Sternen von der Neigung abhängig (z.B. Sonneborn, 1982). Die Rotation führt zu einem ellipsoidisch verformten Stern, der am Äquator einen größeren Radius und geringere mittlere Dichte hat. Sieht man einen solchen Stern unter hohem Neigungswinkel ("equator-on"), täuscht er einen späteren Spektraltyp vor und bei kleinem Neigungswinkel ("pole-on") einen früheren. Unter diesen Voraussetzungen müssen die folgenden Diagramme vorsichtig interpretiert werden.

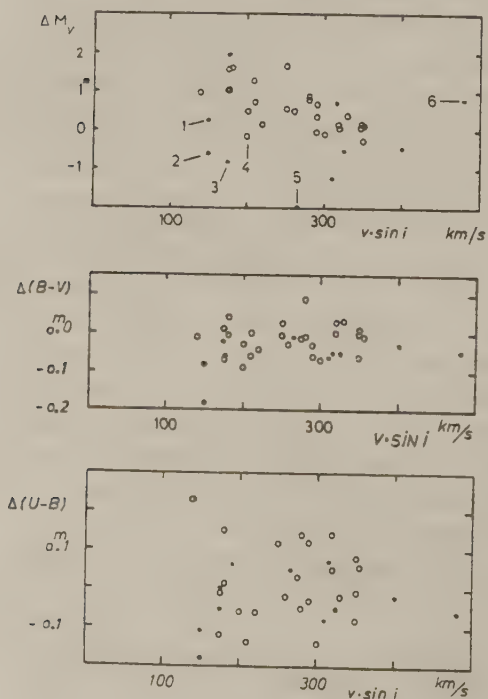


Abb. 4.13:

Helligkeits- und Farbenexzesse aufgetragen gegen $v \sin(i)$, (Daten dazu siehe Kapitel 6.5).

- 1: HD 13051
- 2: HD 21455
- 3: HD 46056
- 4: HD 66194
- 5: HD 211835
- 6: HD 206773

Die Abbildung 4.13 zeigt die Verhältnisse für 38 Sterne aus Sternhaufen und Assoziationen mit bekanntem $v \cdot \sin(i)$. Während für die Exzesse von $(B-V)_0$ und $(U-B)_0$ keine Korrelation nachgewiesen werden kann, findet man für den Exzess von M_V einen deutlichen Trend. Sterne mit kleinen $v \cdot \sin(i)$ -Werten sind heller, als es ihrer Spektralklassifikation entspricht. Der Exzess wird geringer für größere $v \cdot \sin(i)$ -Werte, bei hohen finden wir ein Helligkeitsdefizit. Der Trend scheint nicht vom Typ und damit von einer unterschiedlichen kritischen Rotationsgeschwindigkeit abhängig, soweit das geringe Datenmaterial die Aussage zuläßt. Entweder haben langsam rotierende Sterne höhere visuelle Helligkeiten oder die Sterne erscheinen dunkler, die unter höherem Neigungswinkel ("equator-on") gesehen werden.

Die Rechnungen von Collins und Sonneborn ergeben ebenfalls für verschiedene Neigungswinkel und Rotationsgeschwindigkeiten unterschiedliche Helligkeitsexzesse (Abb. 4.11), die für frühe Typen denselben Trend haben. Die Größe der beobachteten Aufspaltung (Abb. 4.13) überschreitet ihre Vorhersagen selbst für mit kritischer Geschwindigkeit rotierende Sterne wesentlich. Außerdem sollten Spättypsterne (etwa ab B5) im allgemeinen gleichhell oder dunkler erscheinen. Das Diagramm weist jedoch einige B8-Sterne mit hohen Helligkeitsexzessen und andere mit Defiziten auf. Das Verhalten widerspricht den Vorhersagen, ist aber nur auf sehr wenige Objekte gestützt. Die Ergebnisse fördern die Vermutung, daß die Rotation alleine nicht die auftretenden Effekte zu erklären vermag. Vielmehr leistet die Hülle in der Rotationsebene des Sterns einen wesentlichen Beitrag. Die Dichte und Verteilung der Materie dürfte neben der Abhängigkeit vom Neigungswinkel für den Exzess ausschlaggebend sein.

Aus der Abhängigkeit der Farben- und Helligkeitsexzesse in M_V von $v \cdot \sin(i)$ können Rückschlüsse auf die zirkumstellare Verteilung der Hüllenmaterie und damit auf die in Frage kommenden Be-Sternmodelle gezogen werden. Die zirkumstellare Extinktion beziehungsweise der Anteil der frei-frei und frei-gebunden Strahlung bewirkt eine Verfärbung von $(B-V)_0$ ähnlich der interstellaren Extinktion, wobei der Wert von R deutlich anders sein kann.

Beobachtet wird, daß die Sterne im Mittel in $(B-V)$ rötter erscheinen, jedoch keine Korrelation mit $v \cdot \sin(i)$ aufweisen (Abb. 4.13). Eine Korrelation kann durch die Fehler im Exzess von $(B-V)$ und $v \cdot \sin(i)$ verschmiert werden. Andererseits ist physikalisch keine große Auswirkung zu erwarten, denn der Flächenhelligkeitsanteil der Hülle steigt bei "pole-on" Sternen im roten spektralbereich, während für $i = 90^\circ$ der Anteil der Extinktion durch die Hülle wichtig ist. Beide Effekte wirken in dieselbe Richtung und führen zu einer Streuung der Datenpunkte ohne Abhängigkeit von $v \cdot \sin(i)$. Für den Exzess in $(U-B)$ gilt ein vergleichbares Verhalten.

Der Einfluß der Hülle zeigt sich deutlich bei der Untersuchung der gemessenen Helligkeitsexzesse in M_V . Das Material ist jedoch nicht umfangreich genug, um endgültige Aussagen zu machen. Außerdem ist je nach Dichte, Temperatur und Ausdehnung der Hülle ein etwas anderes Verhalten mit dem Neigungswinkel zu erwarten. Prinzipiell hat man bei in der Äquatorebene des Sterns konzentrierter zirkumstellarer Materie bei geringen Neigungswinkeln mit der Zusatzstrahlung der Hülle zu rechnen, während für hohe Neigungswinkel die für den Beobachter sichtbare strahlende Fläche der Hülle geringer wird und außerdem ein Teil des Sternlichts absor-

biert wird. Der Trend ist in den Daten (Abb. 4.13) zu erkennen.

Die in der Einleitung vorgestellten Modelle unterscheiden zwischen einem elliptischen Ring und einer scheibenförmigen Verteilung der Materie in der Äquatorebene. Eine sphärisch symmetrische Materieverteilung ist auszuschließen, da der neigungsabhängige Exzess zu hoch ist, um alleine auf Grund der Rotation zu entstehen. Das elliptische Ringmodell läßt wegen der kleinen Ausdehnung der Materieverteilung eine bis zu höheren Neigungswinkeln nahezu konstanten mittleren Exzess erwarten, der ab $i \gtrsim 60^\circ$ bis zu einem Helligkeitsdefizit in M_V absinken kann. Eine scheibenförmige Verteilung führt dagegen mit ansteigendem Neigungswinkel zu einem eher gleichmäßig abfallenden Helligkeitsexzess.

Die beobachtete Korrelation zwischen dem Helligkeitsexzess in M_V und $v \cdot \sin(i)$ spricht dafür, daß eine scheibenförmige Verteilung der Materie dem elliptischen Ringmodell vorzuziehen ist. Das Verhalten in M_B und M_U ist vergleichbar und nicht getrennt in Diagrammen gezeigt.

4.4.3. Leuchtkräfte und effektive Temperaturen der dBe-Sterne

Ein Zustandsdiagramm (L , T_{eff}) der dBe-Sterne kann weitere Aufschlüsse über diese Objekte geben. Die von der interstellaren Extinktion befreiten Farben und die absoluten Helligkeiten kennen wir von den gesicherten Mitgliedsternen in Sternhaufen, die die Beziehungen 4.5 und 4.9 festlegen. Für einige der Sterne liegen verläß-

liche Spektralklassifikationen vor, aus denen jeweils auf die bolometrische Korrektur (B.C.) für den Stern geschlossen wird. Sie wird verwendet, um aus M_v die Leuchtkraft der Objekte relativ zur Sonnenleuchtkraft zu bestimmen (Schmidt-Kaler, 1982):

$$M_{bol} = -2.5 \cdot \log L/L_{\odot} + 4.64$$

mit $L_{\odot} = 3.85 \cdot 10^{26} \text{ W}$

und $M_{bol_{\odot}} = +4.64$.

Die bolometrische Korrektur ist die Differenz zwischen der absoluten visuellen und der bolometrischen Helligkeit, die die Helligkeit über das gesamte Spektrum mißt:

$$B.C. = M_{bol} - M_v$$

Der Nullpunkt ist festgelegt durch die Forderung, daß die bolometrische Korrektur nie positiv ist.

Das Vorgehen ist unter der Voraussetzung gültig, daß die B.C. für Be-Sterne mit den B.C. der normalen B-Sterne übereinstimmen. Geht man davon aus, daß unter der Hülle ein normaler B-Stern ist, dessen Energieverteilung durch die Hülle umverteilt wird, sollte sich der Gesamtfluß nicht ändern. Kritischer sind die oft unsicheren Spektralklassifikationen, die einen Fehler von etwa ± 0.5 für die bolometrischen Helligkeiten liefern.

Die effektive Temperatur der Objekte wird aus den gemessenen $(U-B)_0$ -Indizes bestimmt. Es wird die Temperaturskala nach Schmidt-Kaler (1982) verwendet. Für die Wahl der Leuchtkraftklassen ist die vorgegebene Festlegung aus den Klassifikationen der Spektren entscheidend. Der Einfluß auf die ermittelte Temperatur ist jedoch gering. Die Unterschiede der Eigenfarben $(U-B)_0$ zwischen den Leuchtkraftklassen V und III sind in der Größenordnung

von ≈ 0.01 , das heißt, Unsicherheiten in den Leuchtkraftklassen liefern einen Fehler $\Delta(\log T_{\text{eff}}) \approx \pm 0.02$. Gravitierender ist der Einfluß der Hülle auf $(U-B)_0$. In Abbildung 4.13 haben wir gesehen, daß die Abweichungen von den Standardwerten zwischen etwa ± 0.1 schwanken, was für $\Delta \log T_{\text{eff}} \approx \pm 0.1$ bedeutet. Dieser Einfluß muß in der Diskussion beachtet werden.

Das Zustandsdiagramm (Abb. 4.14) zeigt die Gesamtleuchtkraft und Temperatur von Stern und Hülle mit der ZAMS und der Hauptreihe (Sterne der Leuchtkraftklasse V) nach Schmidt-Kaler (1962). (Das Datenmaterial ist im Anhang 6.5. getrennt aufgeführt.) Wie im FHD (Abb. 4.10) liegen einige Sterne oberhalb der Sequenzen, doch ist der Effekt nicht ausgeprägt. Vielmehr gilt die Sequenz der normalen B-Sterne näherungsweise ebenfalls für die Zustandsgrößen der Be-Sterne.

Das Diagramm weist auch die von Collins und Sonneborn berechneten Effekte der Rotation aus. Die Abweichungen von der Hauptreihe lassen sich im Zustandsdiagramm mit einer Rotation der Sterne von $v \lesssim 0.9v_k$ erklären, was im Widerspruch zum Erscheinungsbild im FHD (Abb. 4.11) steht. Eine hohe Rotationsgeschwindigkeit kann für die Lage der Be-Sterne in den Diagrammen nicht entscheidend sein. Der Einfluß der Hüllenmaterie ist wesentlich wichtiger; hauptsächlich wird er bestimmt durch die Neigung der Sterne zur Sichtlinie und die unterschiedlichen Dichten und Temperaturen der Hüllen. Eventuell sind auch verschiedene Rotationsgeschwindigkeiten und die Spektraltypen der Sterne wichtig. Diese Vielfalt von möglichen Einflußgrößen kann im Rahmen der vorliegenden Untersuchung nicht getrennt werden. Vielmehr sind umfangreiche simultane spektroskopische und photometrische Messungen über einen weiten Spektralbereich notwendig.

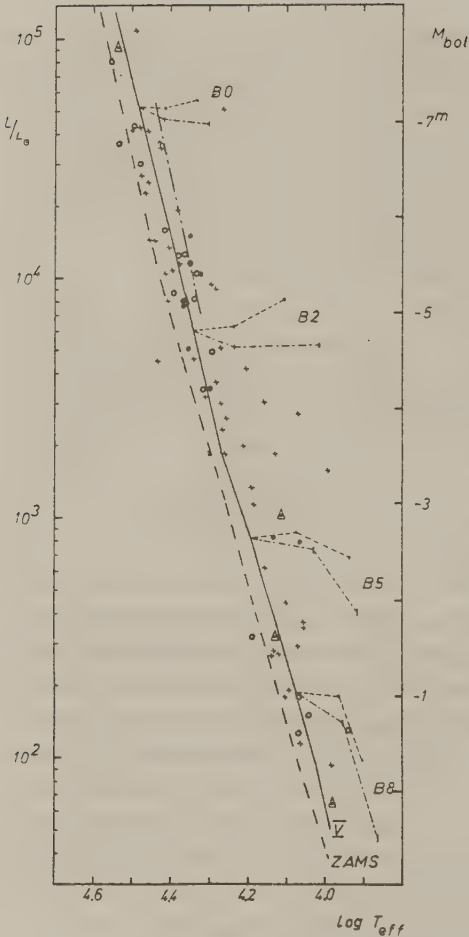


Abb. 4.14:

Zustandsdiagramm der dBe-Sterne

Zum Vergleich:

--- ZAMS, Alter-Null-Hauptreihe

— V, Hauptreihe der Sterne

— · — · — Sequenz der

β Cephei-Sterne

sowie der theoretische Einfluß der Rotation.

Symbole:

+ $0 < f \leq 1$

. $1 < f \leq 2$

o $2 < f \leq 3$

Δ $3 < f$

Ein weiterer vorgeschlagener Erklärungsansatz durch eine fortgeschrittene Evolution der Sterne ist ebenfalls nur teilweise erfolgreich. Das FHD (Abb. 4.11) würde dann fordern, daß die Be-Sterne sich im Riesenstadium befinden, während das Zustandsdiagramm (Abb. 4.14) sie im wesentlichen um die Sequenz V oder höchstens teilweise von ihr wegentwickelt zeigt. Letztlich ist eine

Entscheidung mit dem vorliegenden Datenmaterial nicht möglich, da die unsichere Spektralklassifikation in das Zustandsdiagramm maßgeblich eingeht und die Rotation sowie der Einfluß der Hülle je nach Neigungswinkel der Rotationsachse unterschiedliche Spektraltypen vortäuschen können.

Ähnliches gilt auch für die Vorstellung, als Ursache des Be-Phänomens einen Zusammenhang zu den nichtradialen Pulsationen der Atmosphären der β Cephei-Sterne zu sehen. Die meisten Be-Sterne liegen im Zustandsdiagramm unterhalb der mittleren Relation für β Cephei-Sterne von Jerzykiewicz und Sterken (1979). Obwohl das Diagramm vorsichtig interpretiert werden muß, da die systematischen Effekte der Hüllenmaterie nicht getrennt werden können, erscheinen die Abweichungen doch zu groß, als daß nicht nichtradiale Pulsationen analog zu den β Cephei-Sternen generell Ursache des Be-Phänomens sind. Diese Aussage gilt unter der Voraussetzung, daß die Sequenz der β Cephei-Sterne die einzig mögliche Lage von ähnlichen B-Sternen mit nichtradialen Pulsationen im Zustandsdiagramm ist. Bisher sind nur zwei Be-Sterne bekannt (28 CMa, γ Eri), für die solche Pulsationen nachgewiesen wurden. Ein Zusammenhang der Phänomene erscheint zumindest fragwürdig.

4.4.4. Zusammenfassender Vergleich der Ergebnisse mit den Modellvorstellungen

Es konnte gezeigt werden, daß der Einfluß der Rotation auf die Sternatmosphäre die beobachteten Effekte nicht konsistent erklären kann. Vielmehr muß die Hüllenmaterie mit ihren Auswirkungen auf die beobachteten

Eigenfarben und absoluten Helligkeiten berücksichtigt werden. Sie ist nicht sphärisch symmetrisch verteilt, sondern hauptsächlich in der Äquatorebene konzentriert, wie die Korrelation der Helligkeitsexzesse in M_V mit $v \cdot \sin(i)$ ergaben. Für die Verteilung in der Ebene erscheint das elliptische Ringmodell unwahrscheinlich. Der funktionale Zusammenhang mit $v \cdot \sin(i)$ deutet eher auf eine ausgedehnte Materieverteilung hin, wie sie zum Beispiel im Sternwindmodell von Poeckert und Marlborough (1978) gewählt und auch von anderen Beobachtungen (H α -Linienprofile) gefordert wird.

Die Strahlung der Hülle übersteigt im infraroten Bereich bei weitem den Strahlungsfluß eines normalen B-Sterns (z.B. Dachs und Wamsteker, 1982). Durch frei-frei und frei-gebunden Strahlung der ausgedehnten Hülle kann die spektrale Energieverteilung der Objekte erklärt werden (Poeckert und Marlborough, 1978). Der Beitrag der Hülle im Bereich der UV-Photometrie beträgt im Mittel mehr als 10% der Gesamtstrahlung (vgl. Tabelle 4.2). Die Flußexzesse können nicht dadurch bestimmt werden, daß im Intervall zwischen 400 - 500 nm die beobachtete Energieverteilung an das Spektrum eines normalen B-Sterns angepaßt wird, wie es vielfach der Fall ist.

Der spektrale Verlauf der mittleren Flußexzesse in den Bereichen U, B, V ist konsistent mit der Energieverteilung der Hüllenstrahlung (Poeckert und Marlborough, 1978). Die Umrechnung der beobachteten absoluten Helligkeiten in Flußeinheiten F_λ erfolgt aus

$$M_\lambda = q_\lambda - 2.5 \log F_\lambda$$

nach Johnson (1966). Die Werte für q_λ der verschiedenen Filter UBVRICKLMN sind dort tabuliert.

Tabelle 4.2

Leuchtkräfte, effektive Temperaturen und Gesamtstrahlungsflüsse
der dBe-Sterne sowie Strahlungsflüsse und Farbtemperaturschätzungen der Hüllen

Typ	M_{bol}	L $10^2 L_{\odot}$	$\log T_{eff}$ K	F_V	F_B	F_U	F_V	F_B	F_U	$10^{-21} \text{ Watt/m}^2 \text{ nm}$			T_{BV}^H	T_{UB}^H
10^3 K														
B0	-7.02	460	4.502	137	316	530	-	-	-	-	-	-	-	-
B1	-6.09	196	4.424	88.7	260	299	14	25	44	13	8.8	23	23	23
B2	-4.94	67.9	4.359	42.5	92.9	126	5.2	7.4	13	25	8.8	23	23	23
B3	-4.16	33.1	4.271	30.2	65.5	76.6	13	20	32	25	8.7	23	23	23
B5	-3.25	14.3	4.107	20.3	42.5	37.7	8.5	17	11	20	5.0	5.0	5.0	5.0
B6	-2.88	10.2	4.102	18.2	33.7	29.6	9.3	15	11	11	5.6	5.6	5.6	5.6
B7	-2.20	5.45	4.142	11.6	23.8	22.7	4.8	9.7	9.9	20	7.4	7.4	7.4	7.4
B8	-1.58	3.08	4.061	8.02	16.1	12.9	3.1	6.1	4.6	19	5.5	5.5	5.5	5.5
B9	-1.07	1.92	4.098	6.55	12.9	11.3	3.3	6.5	6.6	19	7.4	7.4	7.4	7.4
A0	-0.36	1.00	4.014	4.13	8.17	5.86	2.0	4.2	3.4	24	5.9	5.9	5.9	5.9

Nimmt man an, daß es sich um die Strahlung eines schwarzen Körpers handelt, können aus den Flußbezessen Abschätzungen der mittleren Farbtemperaturen der Hüllen gewonnen werden. Zur formalen Beschreibung der beobachteten Energieverteilungen in den kontinuierlichen Spektren kann man versuchen, sie wenigstens stückweise durch Plancksche Kurven darzustellen. Die Temperatur, die durch die Anpassung innerhalb eines Farbbereiches gewonnen wird, nennt man dann die Farbtemperatur T_F des bestimmten Farbbereiches F . Die Farbtemperaturen lassen sich aus

$$\frac{d \log B(\lambda T)}{d \left(\frac{1}{\lambda} \right)} = 2.172 \cdot \lambda - 0.4343 \cdot \phi$$

ermitteln, wobei

$$\phi = \frac{c_2}{T \cdot \left[1 - \exp \left(\frac{-c_2}{\lambda T} \right) \right]}$$

und $c_2 = 14320 \mu\text{m/Grad}$ ist.

Die erhaltenen Farbtemperaturen (Tabelle 4.2) liegen bei $\approx 10^4 \text{ K}$ und decken sich mit den Ergebnissen der Modellrechnungen einiger Be-Sterne (z.B. ϕ Per) von Poeckert und Marlborough (1979). Für den Anteil der frei-frei Strahlung ist die Näherung unproblematisch, jedoch führt die gleichfalls auftretende frei-gebunden Strahlung zu einer deutlichen Modifikation der Energieverteilung, die die Abschätzung nur als eine grobe Näherung erscheinen läßt.

Die Analyse der photometrischen Charakteristika der dBe-Sterne läßt eine großräumige Verteilung der Hüllmaterie primär in der Äquatorebene vermuten. Über den Entstehungsmechanismus können aus den Daten alleine keine endgültigen Schlüsse gezogen werden, denn die

Rotation in Verbindung mit der Auswirkung der Hüllenmaterie auf die Farben und absoluten Helligkeiten können die Lage im FHD und Zustandsdiagramm erklären. Die relativ hohe Rotationsgeschwindigkeit im Vergleich zu normalen B-Sternen ist nicht umstritten. Sie liegt aber deutlich unterhalb der kritischen Geschwindigkeit und reicht nicht aus, durch Massenausfluß am Äquator die dichte Hülle zu bilden. Zusätzliche Effekte wie z.B. ein variabler Sternwind können die Ursache für das Ausbilden des Be-Phänomens sein. Es scheint, daß sowohl eine Pulsation der Sternatmosphäre ähnlich den β Cephei-Sternen als auch generell eine spezifische evolutionäre Phase der Objekte als Ursachen des Be-Phänomens ausscheiden. Obwohl die Lage der Be-Sterne im FHD und Zustandsdiagramm dafür spricht, kann es letztlich aus dem vorliegenden Datenmaterial nicht mit absoluter Sicherheit geschlossen werden, da der Einfluß der Hüllenmaterie auf die photometrischen Charakteristika und die Spektralklassifikationen noch einen zu großen Fehlerbereich offen läßt.

Wie schon im vorigen Kapitel angesprochen, sind umfangreiche simultane photometrische und spektroskopische Untersuchungen über lange Zeiträume erforderlich. Sie erlauben es, den Anteil der Hüllenstrahlung zu separieren und die zeitliche Variation der spektralen Energieverteilung zu berücksichtigen.

4.5. Variabilität der dBe-Sterne und die Auswirkungen auf Eigenfarben und absolute Helligkeiten

Be-Sterne können auf Zeitskalen mit $t > 1a$ größere Helligkeitsvariationen zeigen. Diese Tatsache muß in Bezug auf die Ergebnisse für die Eigenfarben und absoluten Helligkeiten sowie die vorher behandelten Modelle diskutiert werden. Die Untersuchungen von Ferrer und Jaschek (1971) sowie Feinstein und Marraco ergaben für die Langzeitvariationen folgende Ergebnisse:

Tabelle 4.3 Langzeitvariationen

Ferrer und Jaschek (1971)			Feinstein und Marraco (1979)		
$\Delta t = 17 a$ $n = 130$			$\Delta t = 15 a$ $n = 73$		
	Grenze ¹⁾	Anteil der variablen Sterne in %		Grenze ²⁾	Anteil der variablen Sterne in %
V	0. ^m 04	53 ³⁾		0. ^m 025	77
B-V	0. ^m 022	56		0. ^m 015	48
U-B	0. ^m 04	35		0. ^m 020	68

- 1) Alle Sterne mit Streuungen größer als diese Grenze wurden als variabel angesehen.
- 2) Die Werte stellen die obere Grenze für das Übereinstimmen der Dispersionsverteilungen der B- und Be-Sterne dar.
- 3) Von diesen 53% zeigten

60%	ein $\Delta V > 0.m07$
44%	> 0.10
26%	> 0.15
19%	> 0.20

Der Anteil variabler Be-Sterne wird größer, je kleiner die Grenzen für Variabilität gesetzt wird. Ein Vergleich mit der Dispersion normaler B-Sterne (Tabelle 4.4) läßt darauf schließen, daß auch diese auf geringen Skalen veränderlich sind, was nur zum Teil durch Meßfehler zu erklären ist.

Tabelle 4.4 Mittlere Dispersion $\bar{\sigma}$ und mittlere Streubreite $\bar{R}$ für normale und Be-Sterne auf einer Zeitskala von $\Delta t = 17$ a
(Ferrer und Jaschek, 1971)

	B-Sterne			Be-Sterne		
	n	$\bar{\sigma}$	$\bar{R}$	n	$\bar{\sigma}$	$\bar{R}$
V	98	0.021	0.035	124	0.051	0.120
B-V	100	0.011	0.021	128	0.023	0.054
U-B	78	0.019	0.033	123	0.030	0.067

Im Rahmen der vorliegenden Arbeit lassen sich ausschließlich Zeitskalen $t \leq 1$ a analysieren. Die Abbildung 4.15 zeigt ein Histogramm der maximalen Variationsbreiten ΔV aller beobachteten galaktischen Be-Sterne. 34% der Objekte weisen Veränderungen von $\Delta V > 0.03$ auf. Die Be-Sterne haben also auf kurzen Zeitskalen ähnliche Dispersion wie normale B-Sterne.

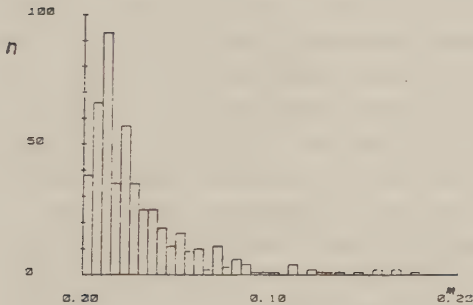


Abb. 4.15:

Histogramm der maximalen Variationsbreite ΔV aller beobachteten galaktischen Be-Sterne.

Intervallbreite: 0.005

Um den Einfluß der Variationen auf die Eigenfarben und absoluten Helligkeiten diskutieren zu können, ist das Verhalten der variablen Objekte im FHD und ZFD zu studieren. Die Änderungen im FHD verlaufen im allge-

meinen derart, daß mit zunehmender Helligkeit der Be-Stern rüter wird (Dachs, 1982). Da dies keine Bewegung parallel zur ZAMS bedeutet, leisten sie einen Beitrag zur Gesamtdispersion, der für M_V jedoch deutlich unter den anderen diskutierten Fehlerquellen liegt. In den Farben haben die Abweichungen etwa dieselbe Größenordnung wie z.B. die Variation der Verfärbung über einen Sternhaufen.

Geht man von der Annahme aus, daß alle Be-Sterne derartig veränderlich sind, bedeuten die abgeleiteten Sequenzen mittlere statistische Beziehungen, um die die Variationen erfolgen. Die Untersuchungen haben jedoch auch gezeigt, daß nur ein geringer Prozentsatz von Be-Sternen größere Abweichungen aufweisen. Die großen Helligkeitsvariationen sind bei einigen helleren Be-Sternen im Vergleich zum spektralen Verhalten untersucht worden. Plejone zum Beispiel hat eine ziemlich konstante Helligkeit über Jahre, die nur in den im Vergleich dazu kurzen Übergangsphasen vom Be- zum Hüllensternstadium Variationen von $\Delta M_V \approx 0.5^m$ aufweist. Im allgemeinen sind die Änderungen der absoluten Helligkeit von der Größenordnung der hier beobachteten Dispersion in M_V (vgl. Abb. 4.8). Die Variationen im ZFD sind für die Sterne größer $\Delta(B-V) \approx \pm 0.03^m$ und $\Delta(U-B) \approx \pm 0.10^m$, liegen jedoch etwa auf der hergeleiteten Sequenz (Abb. 4.3). Der Einfluß einiger stärker variierender Sterne auf die Sequenzen ist auf Grund der relativ großen Zahl von Objekten, aus denen sie abgeleitet wurden, zu vernachlässigen. In diesem Sinne ist auch der Einfluß in den für die Diskussion der Modelle herangezogenen Diagrammen nicht gravierend.

Der Vergleich der Variationsbreite mit dem Abstand der Sequenzen von der Lage der normalen B-Sterne im ZFD

und im kurzwelligen FHD erlaubt es, eindeutig festzustellen, daß die Eigenfarben der B-Sterne nicht für die von der interstellaren Extinktion befreiten Farben der dBe-Sterne Gültigkeit haben und daß die hergeleiteten Beziehungen für die Eigenfarben und absoluten Helligkeiten (Gln. 4.5 und 4.9) aller dBe-Sterne relevant sind. Ebenso kann auch nicht die Kombination von Veränderlichkeit und Farbverschiebung durch schnelle Rotation zum Vortäuschen einer solch anderen Sequenz gegenüber den normalen B-Sternen führen, da die Häufigkeit der dBe-Sterne in Richtung zur Hauptreihe im ZFD abfällt, während sie im anderen Fall eher konstant sein oder zur Hauptreihe hin zunehmen sollte.

4.6. Eigenfarben und absolute Helligkeiten der cBe-Sterne

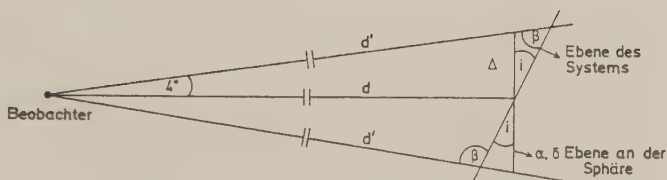
Die cBe-Sterne sind bedeutend seltener als die dBe-Sterne. In galaktischen Assoziationen und Sternhaufen findet man nur wenige Objekte, die zudem meist niedrige Mitgliedswahrscheinlichkeiten aufweisen. (Vgl. die Zusammenstellung der galaktischen cBe-Sterne im Abschnitt 6.7. .) Aus diesem Grund ist für die Bestimmung der Eigenfarben und absoluten Helligkeiten der cBe-Sterne ergänzendes Datenmaterial notwendig, das Objekte mit bekannten Verfärbungen und Entfernungen liefert.

In den Eingangskapiteln habe ich bereits darauf hingewiesen, daß die $H\alpha$ -Emissionsliniensterne der GMW für die weitere Analyse geeignet sind. Die GMW hat eine Entfernung von $V_0 - M_V = 18.3 \pm 0.2$ (deVaucouleurs, 1980);

die mittlere Verfärbung beträgt $\bar{E}_{B-V} \approx 0.1^m$. Ein Vergleich der Verfärbungsverteilung der GMW-Sterne mit den Verhältnissen in den meisten Sternhaufen ergibt größere Streuung für die GMW. Isserstedt (1975) hat $0.0 \leq E_{B-V} \leq 0.3$ als mögliches Verfärbungsintervall für von ihm beobachtete Überriesen der GMW ermittelt; Rousseau et. al. (1978) wiesen bei der Analyse der Daten ihrer Zusammenstellung sogar einige wenige Objekte mit $E_{B-V} \approx 0.5^m$ nach.

Die Tiefenausdehnung der GMW bewirkt, daß der oben genannte Entfernungsmodul nur einen mittleren Wert darstellt, der eine systematische Änderung durch die Neigung des Systems zur Sichtlinie erfährt, je nach der Position des Sterns relativ zum Zentrum des Systems. Feitzinger et. al. (1977) haben die Raumorientierung der GMW neu untersucht und erhalten für die Neigung $i = 33^\circ \pm 3^\circ$ und für die Richtung der geometrischen Knotenlinie $\vartheta_0 = 166^\circ \pm 4^\circ$. Die Ostseite der GMW ist wahrscheinlich die uns zugewandte Seite. Das war auch das Ergebnis anderer Beobachter, die die Helligkeit von δ Cephei-Sternen analysierten (u.a. Martin et. al., 1979). Im Gegensatz dazu steht das Ergebnis von Isserstedt (1976), der aus der Analyse von Überriesen fand, daß die Westseite die uns zugewandte Seite ist. Die Frage ist, ob die unterschiedlichen Entfernungen großen Einfluß auf die Bestimmung der absoluten Helligkeiten (nach Gl. 4.7) haben.

Für eine Abschätzung nehmen wir an, daß der Ursprung des von Isserstedt (1975) eingeführten Koordinatensystems ($\alpha = 5^h 24^m$, $\delta = -69^\circ 48'$, Epoche: 1950) in der mittleren Entfernung liege. Der weiteste Abstand der von mir beobachteten Objekte von der Knotenlinie beträgt $\approx \pm 4^\circ$. Aus der Geometrie ergibt sich die folgende Beziehung:



$$d' = d \cdot \sin(90^\circ \pm i) / \sin[180^\circ - 4^\circ - (90^\circ \pm i)]$$

mit d der mittleren Entfernung zur GMW in kpc.
Im Entfernungsmodul folgt aus $\pm 4^\circ$ eine systematische Variation von maximal $\pm 0.1^m$, abhängig davon, ob Sterne der entfernteren oder näheren Seite untersucht werden.

Der Gesamtfehler der absoluten Helligkeit der Emissionsliniensterne der GMW setzt sich aus weiteren Beiträgen zusammen:

1. dem Meßfehler in V , $E_V \approx \pm 0.05^m$
2. dem Fehler des Entfernungsmoduls $E_{V_0 - M_V} \approx \pm 0.2^m$,
in den auch die Neigung des Systems einfließt;
3. folgt aus einem Fehler der mittleren Verfärbung
von $\pm 0.15^m$ für den möglichen Fehler der inter-
stellaren Extinktion $E_{A_V} \approx \pm 0.25^m$.

Nach dem Gaußschen Fehlerfortpflanzungsgesetz ist der Gesamtfehler $E_{M_V} = \pm 0.3^m$. Er ist vergleichbar den Werten, die sich bei der Analyse der galaktischen dSe-Sterne ergaben. Die unzureichend bekannte, individuelle Verfärbung dominiert die Streuung. Für die Analyse der absoluten Helligkeiten erscheint es uns daher günstiger, von den Verfärbungen der Einzelsterne auszugehen; dazu muß die Sequenz der Eigenfarben für cSe-Sterne bekannt sein.

Eine Analyse der Eigenfarben kann nicht unkritisch aus allen gemessenen 248 H α -Emissionsliniensternen der GMW erfolgen (Katalog im Abschnitt 6.4.). Unter den beobachteten Objekten sind ebenfalls frühe dBe-Sterne, wie schon bei der Herleitung ihrer Eigenfarben gesagt (Kapitel 4.1.). Neben diesen kennt man weitere Objekte, die auch Emission in H α zeigen (Schmidt-Kaler, 1982):

1. Wolf-Rayet-Sterne

$$\begin{aligned} \text{mit } -3^{\text{m}}.8 &\geq M_V \geq -6^{\text{m}}.7 \\ \text{und } -0^{\text{m}}.32 &\leq (B-V)_0 \leq -0^{\text{m}}.15 \end{aligned}$$

2. Of-Sterne (O3f bis O8f)

$$\begin{aligned} \text{mit } -6^{\text{m}}.5 &\geq M_V \geq -6^{\text{m}}.7 \\ -0^{\text{m}}.31 &\leq (B-V)_0 \leq -0^{\text{m}}.29 \\ -1^{\text{m}}.17 &\leq (U-B)_0 \leq -1^{\text{m}}.13 \end{aligned}$$

3. Spättypüberriesen der Leuchtkraftklasse I.

Für wenige der gemessenen schwächeren Sterne sind Spektraltypen bekannt, und die Abtrennung der Sterne, die nicht cBe als Typ haben, ist aus photometrischen Daten schwierig. Rote Überriesen lassen sich aussondern, wenn für die Analyse der Eigenfarben nur Sterne mit $(U-B) < 0^{\text{m}}.0$ verwendet werden.

Die Abbildung 4.16 zeigt das kurzwellige FHD aller beobachteten GMW-Emissionsliniensterne, wobei für jedes Objekt die mittlere Verfärbung $\bar{E}_{B-V} = 0^{\text{m}}.1$ und die mittlere Entfernung $V_0 - M_V = 18^{\text{m}}.3$ berücksichtigt wurden. Auf Grund des Diagramms lassen sich die möglichen dBe-Sterne ermitteln. Werden die Sterne ausgeschlossen, die mit ihrem M_V unterhalb der Geraden $M_V = 6.15 \cdot (U-B)_0 + 2^{\text{m}}$ liegen, ist im restlichen Material kein dBe-Stern mehr zu erwarten. (Diese Beziehung läuft etwa parallel zum oberen Konfidenzintervall der $M_V - (U-B)_0$ -Relation für dBe-Sterne, Abb. 4.8.) Dies gilt auch, wenn die Fehler-

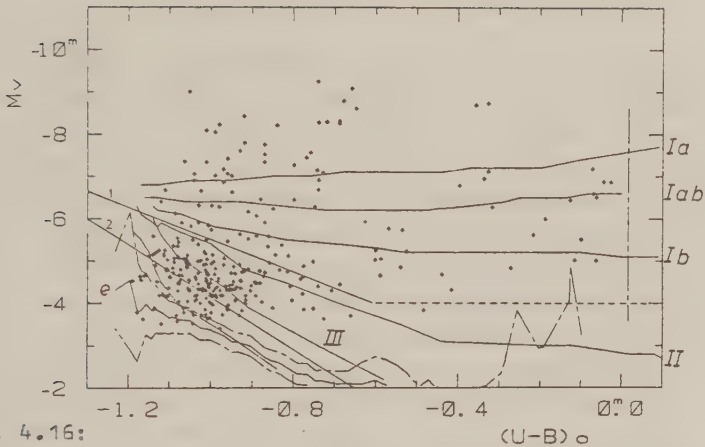


Abb. 4.16:

Die Lage aller beobachteten H α -Emissionsliniensterne der GMW im M_V -(U-B) $_0$ -Diagramm.

Zum Vergleich sind die Sequenzen der normalen Sterne verschiedener Leuchtkraftklassen (I, II, III, V) sowie die Relation der dBe-Sterne (e) mit dem Konfidenzintervall eingezeichnet.

2: gibt die Beziehung $M_V = 6.15 (U-B)_0 + 2^m$,

1: die Trennung zwischen BIIe- und BIIIe-Sternen, Definitionen vgl. S. 110 und S. 112 .

grenzen von $E_{U-B} \approx \pm 0.05$ und $E_{M_V} \approx \pm 0.5$ beachtet werden. Die Verfärbung hat wenig Einfluß auf den fehlerhaften Ausschluß von Objekten, denn das Verhältnis $R \approx 3.3$ der interstellaren visuellen Extinktion zur Verfärbung bewirkt, daß die Verschiebung im kurzwelligen FHD nahezu parallel zur Sequenz der dBe-Sterne verläuft.

Abschließend diskutieren wir den Einfluß der Of- und WR-Sterne. Sie können ihren photometrischen Daten nach unter den beobachteten Objekten sein, doch ist die absolute Helligkeit der Of-Sterne groß genug, daß auch von stärker verfärbten Objekten Spektralklassifikationen vorliegen. Von den WR-Sternen können auf Grund der kräf-

tigen Emissionslinien sogar weniger helle Objekte entdeckt werden. Die Zusammenstellung von Rousseau et. al. (1978) enthält einige WR-Sterne mit $m_{pg} = 15^m$. Die Aussonderung der Of, WR und Pec klassifizierten Sterne erfolgt durch Quervergleich des Kataloges mit den von mir verwendeten Objekten. Es konnten alle WR-Sterne bis $V \leq 14.5$ und bis auf wenige sehr extrem verfärbte Objekte, ebenfalls alle Of-Sterne aus dem Datenmaterial extrahiert werden. Da zudem die Gesamthäufigkeit der WR- und Of-Sterne im Vergleich zu den cBe-Sternen kleiner ist (Tabelle 4.5), besteht das vorliegende Restmaterial im wesentlichen aus Oe- und Be-Überriesen der Leuchtkraftklassen I und II.

Tabelle 4.5 Häufigkeitsverteilung der Sterntypen von Emissionslinienobjekten (Quelle: Zusammenstellung von Rousseau et. al., 1978)

Insgesamt 1791 Sterne, davon 1602 mit Spektraltyp.

Sterne mit $V < 13.5$:	n	
Frühtyp-Emissionsliniensterne	110	77%
WR-Sterne	28	20%
Of-Sterne	4	3%

Die Eigenfarbensequenzen normaler Überriesen der Typen Ia bis Ib sind im Rahmen der Meßfehler kaum unterscheidbar. Deutlich separiert von diesen Beziehungen ist die Lage der späten B-Typen mit Leuchtkraftklasse II im ZFD (vgl. Daten dazu: Schmidt-Kaler, 1982). Ich bestimme die Eigenfarbensequenzen von Sternen aus unterschiedlichen Intervallen der visuellen Helligkeit, um das Datenmaterial auf ähnliches Verhalten für die cBe-Sterne zu untersuchen.

Die Einzelsterne werden um die mittlere Verfärbung $E_{B-V} = 0.1$ in (B-V) und (U-B) gemäß den Gleichungen 4.1 bis 4.3 korrigiert. Anschließend wird wie für die Analyse

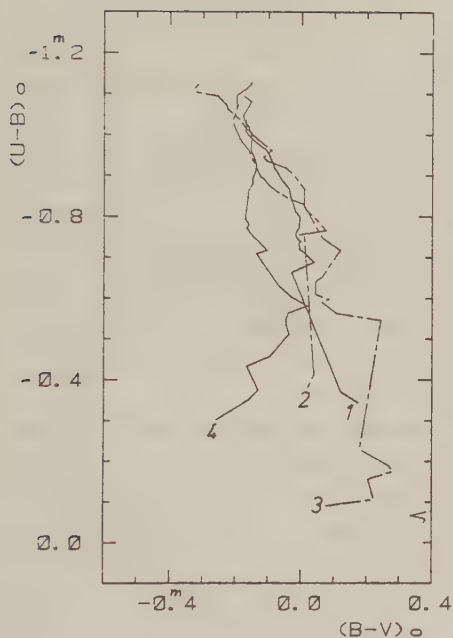


Abb. 4.17:

Mittlere Sequenzen aller
GMW-Objekte in verschiedenen
Intervallen der visuellen
Helligkeit.

1: $9^m < V \leq 12^m$

2: $12^m < V \leq 13$

3: $13 < V \leq 14$

4: $14 < V$

der galaktischen dBe-Sterne eine gleitende Mittelung über $(U-B)$ vorgenommen, mit der Intervallbreite $\Delta(U-B) = 0.2^m$ und einer sukzessiven Verschiebung von 0.02^m . Im ZFD (Abb. 4.17) sind vier der Sequenzen eingezeichnet. Für leuchtkräftige Sterne mit $V \leq 13^m$ ergeben sich vergleichbare Beziehungen, die sich von den Kurven für Sterne mit $V > 13^m$ unterscheiden. Das kurzwellige FHD (Abb. 4.16) zeigt, daß für späte B-Überriesen der Klasse Ib die absolute Helligkeit auf $M_V = -5.2^m$ fällt. Unverfärbte Sterne, die zur GMW gehören, würden dann $V = 13.1$ aufweisen. Die Koinzidenz der Werte spricht dafür, daß eine Trennung zwischen Emissionsliniensternen der Leuchtkraftklassen I und II existiert. (Bei Berücksichtigung

einer Verfärbung von $E_{B-V} = 0.3$ sinkt der obige Grenzwert auf $V = 14.1$.)

Werden für die Analyse die Objekte ausgewählt, die den Bedingungen $M_V < 3.33 \cdot (U-B)_0 - 2.27$ und $V < 14.3$ genügen, kann ich sicher sein, daß die meisten Sterne der Leuchtkraftklasse I angehören. Für die helleren wird dies an Hand der Spektralklassifikation (Rousseau et. al., 1978) überprüft. Die Sterne sind im Katalog (Abschnitt 6.3.) durch das Zeichen I oder die genaue Klassifikation gekennzeichnet.

Außer den Objekten der GMW können die wenigen B1e-Sterne unserer Galaxis verwendet werden, die im Bereich von Sternhaufen stehen. Sie werden für die Analyse mit den in Abschnitt 6.7. angegebenen Gewichten berücksichtigt, das nach demselben Schema errechnet wurde wie zuvor die Gewichte der d8e-Sterne. Die Gewichte der GMW-Sterne ermittelt man aus den individuellen Meßfehlern E_i der Einzelsterne:

$$f_i = 1 / 100 \cdot E_i$$

Sie liegen im Intervall $0.1 \leq f_i \lesssim 1$, während für die galaktischen Sterne, deren Mitgliedschaft im Sternhaufen sicher ist, deutlich höhere Werte, bis maximal $f_i = 4.15$, erhalten werden.

Das ZFD der GMW-Sterne vom Typ I zeigt die Abbildung 4.18a, in der auch die galaktischen Überriesen der Leuchtkraftklasse I enthalten sind (99 Sterne der GMW und 22 galaktische Objekte). Als Korrekturwerte für die Verfärbungen und Entfernungen gelten bei galaktischen Überriesen die mittleren Daten der zugehörigen Sternhaufen. Die sich abzeichnende Beziehung wird geglättet, wenn für die nächste Berechnung Objekte mit dem Abstand $\Delta_i(B-V) < 2.5 \cdot \sigma_{k_i}^{(0)}(B-V)$ von der Sequenz

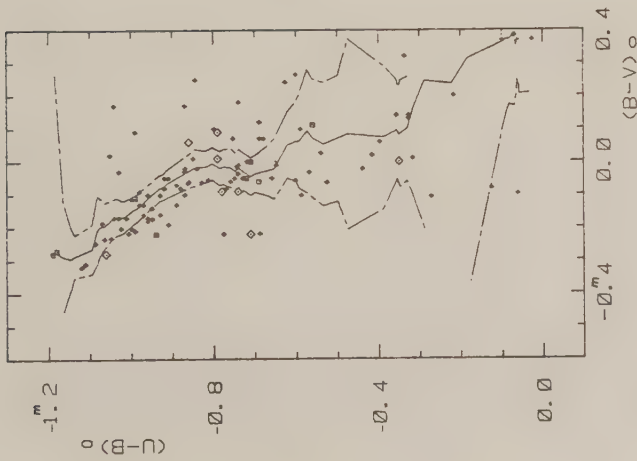


Abb. 4.18a:

Die Lage der B1e-Sterne der GMW und aus galaktischen Sternhaufen im Zweifarbindiagramm.

Symbole: • GMW-Objekte

gal. Sterne:

□ $0.005 < f_{\text{ges}} \leq 1$

◇ $1 < f_{\text{ges}} \leq 2$

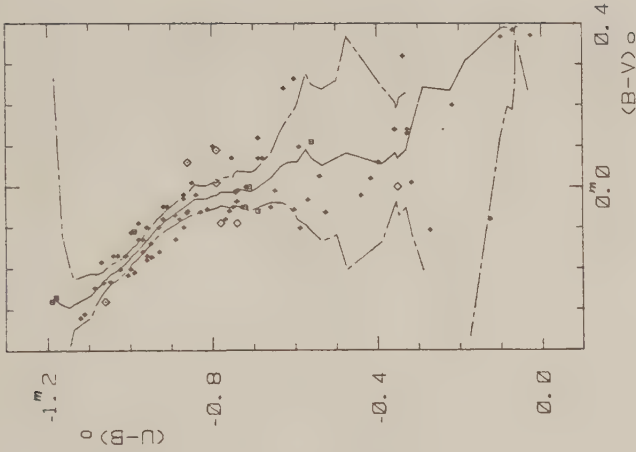


Abb. 4.18b:

wie Abb. 4.18a, jedoch zeigt die Abbildung nur die Sterne mit $\Delta_1(B-V) < 2.5 \cdot \sigma_{k_1}^{(o)}(B-V)$

gewählt werden (Abb. 4.18b mit 103 Sternen). Im Rahmen der Konfidenzintervalle der Mittelwerte erhält man für die Eigenfarben der OIe- bis BIIe-Sterne die folgenden Stützpunkte, zwischen denen linear interpoliert werden kann Typ I:

$(B-V)_0$	$(U-B)_0$	σ_{B-V}	
- 0 ^m .27	- 1 ^m .18	+ 0 ^m .15	
- 0.25	- 1.09	+ 0.07	
- 0.03	- 0.84	+ 0.04	4.10
0.02	- 0.30	+ 0.2	

Abschließend sind die Eigenfarben der übrigen Sterne (146 GMW-Objekte und 2 galaktische BIIe-Sterne) zu analysieren, für die nicht die Beziehung der dBe-Sterne im kurzwelligen FHD gültig erscheint und deren absolute Helligkeit für Sterne vom Typ I zu gering sind. Sie werden im folgenden als Typ II-Sterne bezeichnet (, Abb. 4.16 zeigt die einzelnen Bereiche). Das ZFD (Abb. 4.19a) der Objekte weist große Streuung auf. Bei $(U-B)_0 \approx -1^m.0$ liegt die mittlere Beziehung bei denselben $(B-V)_0$ -Werten wie die Relation für Objekte des Typ I, während sie zu früheren Typen im Sinne einer Rötung von ihr abweicht. Der Mittelwert ist signifikant blauer für $(U-B)_0 > -0^m.9$, läßt sich jedoch nur bis $(U-B)_0 = -0^m.7$ angeben. Für den Bereich größerer $(U-B)_0$ -Werte gibt es keine gemessenen Sterne, denn mit ansteigendem $(U-B)_0$ wird für die Objekte M_V positiver, und die Sterne liegen unterhalb der Meßgrenze des Teleskops von $V \approx 15^m$. Die geglättete Sequenz, die aus den Sternen gewonnen wurde, für die $\Delta_i(B-V) < \sigma_{k_i}^{(0)}(B-V)$ gilt, ist in der Abbildung 4.19b dargestellt. Als Näherung ist für die Eigenfarben der BIIe-Sterne die folgende Gleichung anzunehmen:

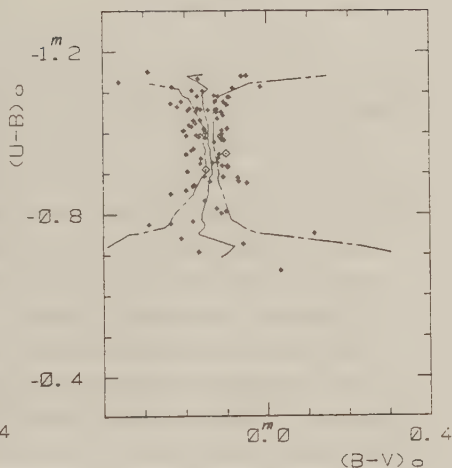
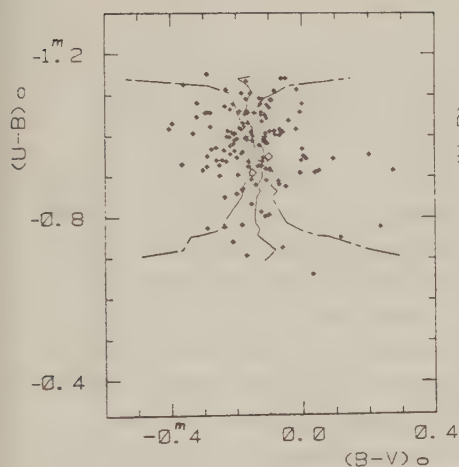


Abb. 4.19a:

Die Lage der BIIe-Sterne der GMW und aus galaktischen Sternhaufen; Bedeutung der Symbole wie in Abb. 4.18a.

Abb. 4.19b:

wie Abb. 4.19a, jedoch sind nur die Sterne gezeichnet, für die gilt: $\Delta_i(B-V) < 2.5 \cdot \sigma_{k_i}^{(o)}(B-V)$

$$(U-B)_0 = 6.13 \cdot (B-V)_0 - 0.1 \quad \text{mit} \quad \bar{\sigma}_{B-V} = \pm 0.15 \quad 4.11$$

$$\text{für} \quad -1.15 \leq (U-B)_0 \lesssim -0.7$$

Die absoluten Helligkeiten der beiden unterschiedlichen Typen werden im weiteren analysiert. Für diese Aufgabe verwende ich nicht mehr die mittlere, sondern die individuelle Verfärbung eines jeden Sterns. Dadurch wird die große Streuung in E_{B-V} ausgeglichen, die aus der variablen Verfärbung über die GMW resultiert. Die Untersuchung erfolgt mit den oben ausgewählten Sterngruppen und den zugehörigen Eigenfarbensequenzen. Mit Hilfe einer Iteration, bei der die Gleichungen 4.1 bis 4.3 verwendet werden, bis konsistente Werte für E_{B-V}

und x erzielt sind, werden die individuellen Verfärbungen und über Gl. 4.7 auch die absoluten Helligkeiten bestimmt. Die Ergebnisse sind unter 6.3. für die B1e- und B1Ie-Sterne der GMW gesondert aufgeführt und unter 6.7. für die cBe-Sterne in Sternhaufen und Assoziationen.

Die neuen absoluten Helligkeiten der B1e-Sterne, unter Beachtung der individuellen Verfärbungen berechnet, weisen weiterhin große Streuung auf. Die Analyse der absoluten Helligkeiten muß notwendigerweise, nach Typen und Unterklassen der Leuchtkräfte getrennt, erfolgen. Jedoch fehlt für eine weitergehende Analyse der B1e-Sterne analog zu der der dBe-Sterne ausreichendes spektroskopisches Material.

Die Tabelle 4.6 faßt die Ergebnisse für die Be-Überriesen der Leuchtkraftklasse I zusammen. Im Mittel sind die Sequenzen der normalen B-Überriesen der Klassen Ia bis Ib im kurzwelligen FHD auch für die Be-Überriesen gültig.

Tabelle 4.6 Eigenfarben, absolute Helligkeiten, Leuchtkräfte und effektive Temperaturen der B1e-Sterne nach Typen

Typ	n	(B-V) ₀	(U-B) ₀	M_V			M_V	M_{bol}	L/L _☉	log T _{eff}
				Ia	Iab	Ib				
B0	17	-0.17(8)	-0.99(11)	-6.7(2) ²	-	-	-6.6(8)	-9.09	31	4.310
B1	11	-0.09(6)	-0.91(8)	-7.3(8) ³	-	-	-6.5(1.0)	-8.37	16	4.251
B2-B3	8	-0.07(5)	-0.84(10)	-6.7(1) ²	-	-	-6.8(1.1)	-8.22	14	4.214
B5-B7	7	-0.02(1)	-0.69(9)	-	-	-5.6(1) ²	-6.6(1.5)	-7.47	7.0	4.114
B8-B9	11	0.00(2)	-0.58(18)	-7.8(7) ³	-5.7(1.1) ²	-	-7.1(1.2)	-7.69	3.8	4.057
A0	3	0.01(2)	-0.46(16)	-	-	-	-7.1(1.4)	-7.51	7.2	4.004

In Klammern sind die mittleren Fehler angegeben. Die hochgestellten Zahlen geben jeweils die Anzahl der Sterne an, aus denen der Mittelwert gewonnen wurde. Ist keine Angabe gemacht, gilt der Wert von n.

Die als Typ II bezeichneten Be-Sterne liegen im kurzwelligen FHD (Abb. 4.2a) mehrheitlich unterhalb der Kurve für normale BII-Sterne. Im FHD dagegen befinden sie sich oberhalb der Sequenz für die Leuchtkraftklasse II. Die Lage der wenigen galaktischen BIIe-Sterne lassen es als wahrscheinlich erscheinen, daß die Objekte der Leuchtkraftklasse II angehören. Dafür spricht ebenfalls die Tatsache, daß sie im kurzwelligen FHD etwa um eine Größenklasse heller sind als dBe-Sterne. Näherungsweise liegen die BIIe-Sterne auf der um $\Delta M_V = +0.5^m$ verschobenen Sequenz der normalen BII-Sterne. Die spektralen Unterklassen haben wahrscheinlich etwa dieselben Eigenfarbenwerte von $(U-B)_0$ wie die normalen BII-Sterne ohne Emissionslinien, soweit sich dies aus den wenigen Objekten mit MK-Klassifikationen ersehen läßt.

Das Defizit an BIIe-Sternen mit $(U-B)_0 > -0.7^m$ ist für die Emissionsliniensterne der GMW durch die Beobachtungsgrenze des Teleskops gegeben. Bedenkt man die stark ansteigende Streuung der $M_V-(U-B)_0$ -Relation für dBe-Sterne (Abb. 4.6) in diesem Bereich, läßt sich das Fehlen von galaktischen Objekten durch eine ungenaue Klassifikation einiger Sterne als IIIe anstelle von BIIe erklären.

Wie läßt sich das Erscheinungsbild der cBe-Sterne im Szenario eines Modells verstehen? Die H α -Emissionslinie muß in der Hülle des B-Überriesen gebildet werden. Die klassischen Modellatmosphären können die beobachteten Linienprofile nämlich nicht erklären. Hutchings (1968) erhielt aus Modellrechnungen, daß die Emission hauptsächlich aus einem Gebiet bei etwa $1.5 \cdot R_*$ stammt. Spektroskopische Untersuchungen weisen zudem IR-Exzess bis etwa 500 nm nach. Er wird durch die Strahlung der Hülle

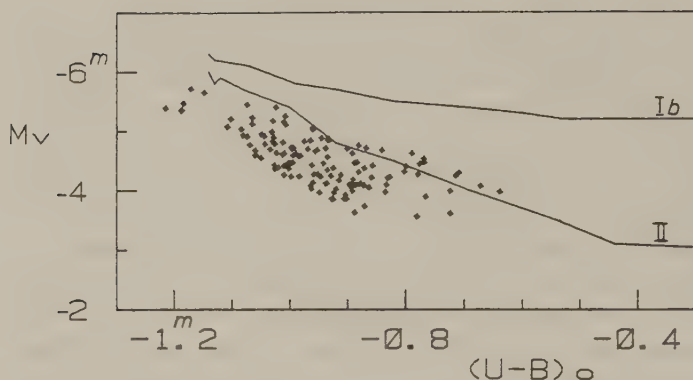


Abb. 4.20:

Die Lage der BIIe-Sterne im M_V -($U-B$)₀-Diagramm und zum Vergleich die Sequenzen der normalen Sterne der Leuchtkraftklassen Ib und II.

erzeugt. Entsprechend dazu zeigen B-Überriesen, die einen hohen IR-Exzess haben, auch in H α deutliche Emissionskomponenten. Weitere Hinweise auf eine solche ausgedehnte Atmosphäre und ihre Struktur bringen Polarisationsmessungen. So wurde bei zwölf Überriesen Eigenpolarisation nachgewiesen, die zudem für einige variabel ist (Serkowski, 1968, 1970). Die Ergebnisse lassen darauf schließen, daß schon diese Sterne eine wenngleich dünne Hülle haben, in der Elektronenstreuung wichtig ist und die nicht unbedingt sphärisch symmetrisch ist.

Eine dichtere äußere Hülle verfälscht die Eigenfarbe ($B-V$)₀ des Sterns und läßt ihn röter erscheinen. In dem Bereich kürzerer Wellenlängen ist kaum Strahlungsexzess vorhanden, so daß die Eigenfarbe ($U-B$)₀ nahezu unbeeinflusst bleibt. Die absolute Helligkeit der BIIe-Sterne

liegt etwa um $0^m.5$ unter den Werten der normalen BII-Sterne, was als zirkumstellare Extinktion der dichten Hülle zu deuten ist. Im Falle der BIIe-Sterne hat die Hülle nur noch geringe Auswirkungen in Form einer Rötung von $\approx 0^m.1$ in (B-V), während die Eigenfarbe $(U-B)_0$ weitgehend unbeeinflusst scheint. Die absoluten Helligkeiten der BIIe-Objekte liegen auf etwa demselben Niveau wie für normale BI-Sterne. Der Einfluß einer dichten Hülle ist nicht mehr erkennbar. Für eine weitergehende Analyse der cBe-Sterne fehlt ausreichendes spektroskopisches Material. Hier macht sich außerdem die geringe Zahl von Objekten in Sternhaufen und Assoziationen bemerkbar.

Im Rahmen der Analyse in diesem Kapitel ist es gelungen, die mittleren Eigenfarben und absoluten Helligkeiten aller dBe-Sterntypen abzuleiten. Von den BIIe-Sternen gibt es zu wenige Objekte, um eine vollkommene Abdeckung aller Spektraltypen zu erreichen. Eine größere Einschränkung liegt für die Daten der BIIe-Sterne vor. Sie sind nur für Objekte mit $(U-B)_0 < -0^m.7$ bekannt, was etwa dem Typ **B3**IIe entspricht. Spätere Spektraltypen konnten nicht untersucht werden.

Abschließend werden im letzten Kapitel der Arbeit die Eigenfarben und absoluten Helligkeiten verwendet, um Entfernungen von Be-Sternen im Feld der galaktischen Sterne herzuleiten und damit die räumliche Verteilung der Be-Sterne in Richtung des galaktischen Zentrums zu studieren.

5. ENTFERNUNGEN UND RÄUMLICHE VERTEILUNG DER BE-
 STERNE SOWIE DIE GALAKTISCHE STRUKTUR IM LÄN-
 GENBEREICH DES GALAKTISCHEN ZENTRUMS VON
 $l = 315^\circ$ BIS 45°

5.1. Absolute Helligkeiten und Entfernungen der
 Programmsterne von der Sonne

Im vorigen Kapitel sind die Eigenfarben und absoluten Helligkeiten der meisten Be-Sterntypen hergeleitet worden. Mit den Daten sind wir in der Lage, die Entfernungen der 599 galaktischen Programmsterne mit Emissionslinien zu ermitteln. Die Analyse der räumlichen Verteilung liefert Hinweise auf die galaktische Struktur im Bereich von $l = 315^\circ$ bis 45° .

Ein solches Vorgehen ist dann möglich, wenn die Leuchtkraftklassen der verwendeten Be-Sterne bekannt sind. Für die weitaus größte Anzahl liegen jedoch keine Klassifikationen vor. Beim Ableiten der Verfärbungen der Einzelsterne ergibt sich das Problem, welche Sequenz zu wählen ist, die der dBe-, BIIe- oder BIIe-Sterne. Ich wähle das Verfahren, die Verfärbungen der Programmsterne zunächst gegenüber allen drei Sequenzen zu bestimmen und aus den jeweiligen absoluten Helligkeiten der drei Klassen (gemäß den Gleichungen 4.9 sowie Diagrammen und Tabellen für die BIIe- und BIIe-Sterne) die dazugehörigen möglichen Entfernungen zu ermitteln. Welcher der drei Leuchtkraftklassen das Objekt angehört, muß durch eine individuelle Diskussion jedes einzelnen Sterns geklärt werden, die die Verfärbung und Entfernung festlegt. Die große Zahl der Objekte verbietet eine einzelne Darlegung im Rahmen der Arbeit. Deswegen wird das Vorgehen im folgenden beschrieben und an einigen Beispielen vorgeführt.

Im einfachsten Fall ist durch eine Klassifikation des Sterns die Leuchtkraftklasse bekannt. Sie wird für die Festlegung der Sequenzen zur Ermittlung der Verfärbung und Entfernung genommen. Liegen keine Daten vor, vergleicht man die E_{B-V} - und r -Werte mit den Angaben, die in der Karte der interstellaren Extinktion von Neckel und Klare (1980) für die möglichen Positionen des Sterns aufgeführt sind. Diese Arbeit hat im wesentlichen nur die Verhältnisse innerhalb der galaktischen Ebene untersucht, so daß sie sich nur für geringe z -Abstände verwenden läßt. Eine derartige Einschränkung ist nicht schwerwiegend, denn die Be-Sterne stellen eine stark zur Ebene konzentrierte Population dar (vgl. Kapitel 5.5.). Wenige Objekte liegen bei großen z -Abständen. Sie können auf ihre Lage relativ zu bekannten Dunkelwolken untersucht werden. Befinden sie sich außerhalb der Gebiete, ist ein mittleres $A_V = \gamma \cdot r$ zu erwarten. Der Wert von γ für Gebiete nahe der galaktischen Ebene und außerhalb direkt erkennbarer Dunkelwolken beträgt $\approx 0.6^m / \text{kpc}$. In Dunkelwolkengebieten steigt er auf $\gamma \approx 2^m - 3^m / \text{kpc}$ an. Weiterhin wird die Verfärbung mit den Daten relativ nahe bei ihnen stehender anderer Be-Sterne verglichen, um daraus Rückschlüsse auf die interstellare Extinktion in diesem Bereich zu ziehen. Die folgende Zusammenstellung gibt einige Beispiele für die Verfahrungsweise:

		E_{B-V}	r [kpc]	Neckel und Klare (1980) A_V in Entfernung r
HD 127756	dBe	0.33^m	0.97	1^m
	BIIe	0.19	1.86	2^m
	B Ie	0.20	4.45	$> 3^m$

Für HD127756 ergeben die A_V -Werte von Neckel und Klare nur mit der Verfärbung eines dBe-Sterns konsistente Daten. In der direkten Umgebung liegen keine weiteren Be-

Sterne, die zum Vergleich herangezogen werden könnten, doch die vorliegende Spektralklassifikation B1IIe befindet sich in Übereinstimmung mit der obigen Zuordnung.

Beim zweiten Beispiel, CPD -56⁰6341, kennen wir keine Klassifikation; jedoch befinden sich in der Nähe zwei dBe-Sterne, HD 127515: B7/BVe und HD 127782: B8Ve.

		E_{B-V}	r [kpc]	A_V in Entfernung r
-56 ⁰ 6341	dBe	0. ^m 37	1.07	1 ^m
	BIIe	0.32	3.56	3
	B1e	0.31	24.3	> 3
HD 127515	dBe	0.31	1.08	1 ^m
	BIIe	0.23	2.96	2.5
	B1e	0.18	16.9	> 3
HD 127782	dBe	0.28	0.92	1 ^m
	BIIe	0.20	2.53	2
	B1e	0.15	14.4	> 3

Nimmt man für CPD -56⁰ 6341 an, daß es sich ebenfalls um einen dBe-Stern handelt, zeigt er einen vergleichbaren Verfärbungswert und Daten, die konsistent mit den Ergebnissen von Neckel und Klare für diesen Bereich sind.

Die Vorgehensweise konnte an 165 Sternen überprüft werden, die über Klassifikationen verfügen. Es wurden keine Fehleinschätzungen festgestellt. Ordnet man nach dem obigen Verfahren jedem Be-Programmstern einen der drei Typen zu, ergeben sich die im Katalog (Abschnitt 6.4.) aufgeführten Zurordnungen, insgesamt 513 dBe-, 47 BIIe- und 31 B1e-Sterne.

An dieser Stelle muß ich nochmals darauf eingehen, daß die Sequenz der Eigenfarben und absoluten Helligkeiten für BIIe-Sterne nur für $(U-B)_0 \leq -0.^m7$ definiert werden konnte. Die Unterscheidung der Sequenzen kann

korrekt bis zu diesem Grenzwert erfolgen, während man für die späteren Typen auf eine Näherung angewiesen ist. Ich gehe für die Eigenfarben davon aus, daß sie ebenso wie die Sequenz der d8e-Sterne im Bereich der B9-Typen auf die normale Eigenfarbensequenz trifft. Entsprechend verfare ich mit der Sequenz für die absoluten Helligkeiten.

Problematisch ist auch die Wahl der Leuchtkraftklassen der B1e-Sterne und damit die Bestimmung der absoluten Helligkeiten. Liegen genaue Klassifikationen vor, werden die Daten entsprechend der Tabelle 4.6 genommen. Anderenfalls können im Bereich $(U-B)_0 < -0.9^m$ die Sequenzen der absoluten Helligkeiten der B1ae- bis B1be-Typen näherungsweise durch die Relation für B1ab-Typen mit einem Fehler von $\approx \pm 0.5^m$ beschrieben werden. Diese Näherung ist für die späteren Typen sehr ungenau, jedoch sind die Sterne, die mit ihren Daten in diesen Bereich fallen, für die Analyse der galaktischen Struktur nicht von Bedeutung. Gleiches gilt auch für die B1Ie-Sterne, denn nur junge Objekte sind gute Spiralarmindikatoren, das heißt, Sterne mit Typen jünger als B2e (entspricht $(U-B)_0 \leq -0.9^m$).

Eine weitere mögliche Fehlerquelle neben der etwas unsicheren Typzuweisung liegt in der Ungenauigkeit der absoluten Helligkeiten.

$$\begin{array}{lll}
 \text{d8e} & (U-B)_0 \leq -0.8^m & \bar{\sigma}_{M_V} = \pm 0.35 \quad \pm 0.2r < \Delta r < \pm 0.3r \\
 & (U-B)_0 > -0.8^m & \bar{\sigma}_{M_V} = 0.8 \quad \pm 0.3r < \Delta r < \pm 0.5r \\
 \text{B1Ie} & (U-B)_0 < -0.7^m & \bar{\sigma}_{M_V} \approx \pm 0.8
 \end{array}$$

B1e für diese Typen können kaum Grenzen angegeben werden. Wenn keine Leuchtkraftklassen bekannt sind, ist die Unsicherheit in der absoluten Helligkeit groß ($\approx 1^m$), während er im anderen Fall ≈ 0.5 beträgt.

Für Sterne, die in Entfernungen $r > 3$ kpc stehen, wird der Fehler $\Delta r \gtrsim \pm 0.6$ kpc, also größer als etwa der halbe Abstand zwischen Spiralarmen, und sie können nicht mehr signifikant nachgewiesen werden. Entsprechende Schranken gelten für den Fehler Δz im Abstand von der galaktischen Ebene.

Die Daten über die Verfärbungen der Programmsterne ermöglichen die Ableitung der mittleren interstellaren Extinktion pro kpc γ . In Abbildung 5.1 sind von allen Sternen die abgeleiteten E_{B-V} -Werte gegen die Entfernung r dargestellt. Eine Anzahl von Objekten zeigt trotz relativer Sonnennähe ($r < 2$ kpc) hohe Verfärbungen. Es sind Sterne in Dunkelwolkengebieten, die einer hohen interstellaren Extinktion ausgesetzt sind. Aus der Mehrzahl der Sterne, die Verfärbungen von $0^m.1$ bis $0^m.4$ pro kpc aufweisen, kann ein allgemeiner Trend abgeleitet werden, der auf $E_{B-V}/r = 0^m.3/\text{kpc}$ führt.

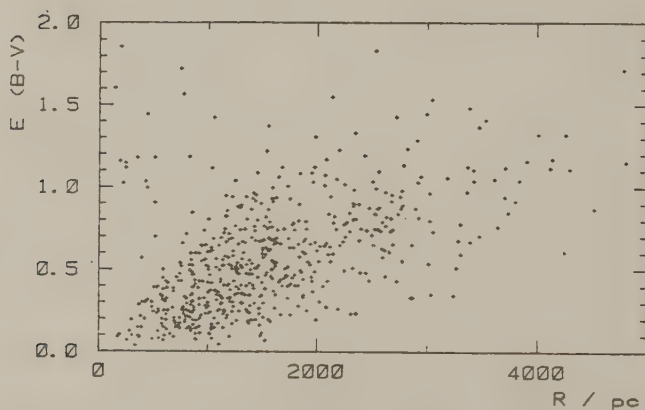


Abb. 5.1:

Verfärbung der Programmsterne aufgetragen gegen die Entfernung.

5.2. Vollständigkeit und Reichweite des Kataloges

Die Analyse der galaktischen Struktur kann nur in dem Bereich mit ausreichender Genauigkeit erfolgen, in dem alle Be-Sterne erfaßt werden. Aus diesem Grund ist es wichtig, die Vollständigkeitsgrenze des Datenmaterials zu ermitteln, das heißt festzustellen, bis zu welcher Grenzgröße V_m alle Be-Sterne erfaßt worden sind. Sie wird im wesentlichen durch die Grenzgröße des Ausgangskataloges von Wackerling (1970) bedingt.

Für die Zahl N der Sterne in einem Helligkeitsintervall $v_i = v_{\min}$ bis $v_{\max}$ mit $M_v \leq M_{v \text{ Grenz}}$ gilt:

$$N \sim 10^{0.6(V-v_i)} \quad 5.1$$

Ausgezählt werden die Sterne bis zu den jeweiligen V -Werten für die absoluten Helligkeiten $M_v \leq -5^m$, $\leq -4^m$, $\leq -3^m$ und ≤ -1.5 . Um einen linearen Zusammenhang zu erhalten, wird die Beziehung 5.1 logarithmiert. Das Material ist dann bis zu der Helligkeit V_m vollständig, bis zu der die Punkte auf einer Geraden liegen. Für das Intervall $l = 315^\circ$ bis 360° ist $V_m = 10^m$ (Abb. 5.2a).

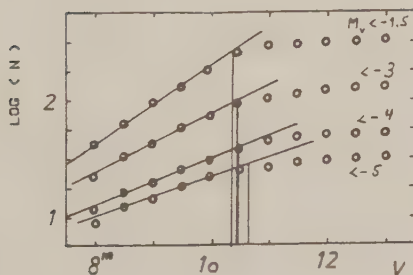


Abb. 5.2a:
Bereich I: 315° bis 360°

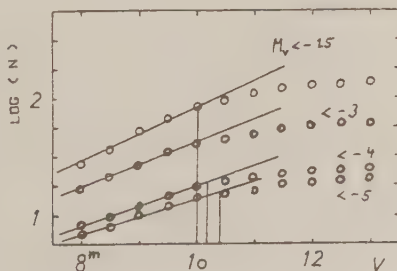


Abb. 5.2b:
Bereich II: 0° bis 45°

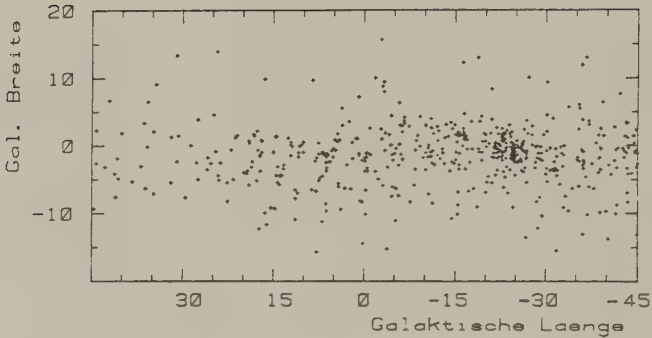


Abb. 5.3:

1, b -Verteilung der galaktischen Be-Sterne
(Katalog 6.4.)

Die 1, b -Verteilung der Programmsterne (Abb. 5.3) zeigt, daß im Bereich I der galaktischen Länge $l = 315^\circ$ bis 360° wesentlich mehr Sterne gemessen worden sind als im Intervall II mit $l = 0^\circ$ bis 45° (Abb. 5.2b). Für den Bereich I (Abb. 5.2a) erkennt man eine Verschiebung zu etwas höherem $V_m = 10^m.5$. Insgesamt 80% der Sterne werden noch bis zu einer Grenze von $V = 10^m.5$ respektive für I sogar bis $V = 11^m$ erfaßt.

Die Reichweite der Untersuchung läßt sich abschätzen, wenn Annahmen über die interstellare Extinktion gemacht werden. Um einen Eindruck zu gewinnen, bestimmen wir die Reichweite für den Fall der mittleren Verfärbung $E_{B-V}/r = 0^m.2/\text{kpc}$. In Dunkelwolkengebieten kann die Verfärbung ansteigen, und ich rechne für die Abschätzung mit $\approx 1^m/\text{kpc}$, wie sie zum Beispiel typisch ist für die Norma-Dunkelwolke (Neckel und Klare, 1980). Für die

unterschiedlichen Reichweiten ergibt sich die folgende Tabelle:

<u>Tabelle 5.1</u> Reichweite der Programmsterne				
	Absolute Helligkeit M_V			
	-1.5^m	-3.0^m	-4.0^m	-5.0^m
E_{B-V}/r	Mittlere Reichweite in kpc			
$0.2^m/\text{kpc}$	1.1(1.4)	2.2(2.9)	2.8(3.5)	3.3(4.2)
$1^m/\text{kpc}$	0.5(0.6)	1.0(1.3)	1.5(2.0)	2.5(3.2)

mit $V_m = 10^m$ und für 80% aller Sterne bis $V = 10.5^m$ in Klammern angegeben.

Mit dem vorliegenden Material könnten Strukturen bis zu einer Entfernung von maximal etwa 3 kpc sicher studiert werden, jedoch betragen die Fehlergrenzen für diese Entfernungen schon $\Delta r \gtrsim 0.6$ kpc. Sie liegen bei etwa dem halben mittleren Abstand von Spiralarmen. Dadurch werden die Strukturen undeutlich, Spiralarm-filamente sind nicht mehr erkennbar.

5.3. Verteilung in der galaktischen Ebene (l, r)

Eine Abbildung, die alle gemessenen Sterne mit ihren Positionen (l, r) in der galaktischen Ebene enthält, läßt keinerlei Andeutungen einer Spiralstruktur erkennen, da nur junge Sterne (z.B. OB-Sterne) gute Spiralarmindikatoren sind. Sie befinden sich noch nahe dem Ort ihrer Entstehung. Ältere Sterne dagegen hatten genug Zeit, sich auf Grund ihrer Raumgeschwindigkeit vom Entstehungsort so weit wegzubewegen, daß sie in die Zwischenarmgebiete gelangt sind und eine fast gleichmäßige Verteilung aufweisen (Abb. 5.4).

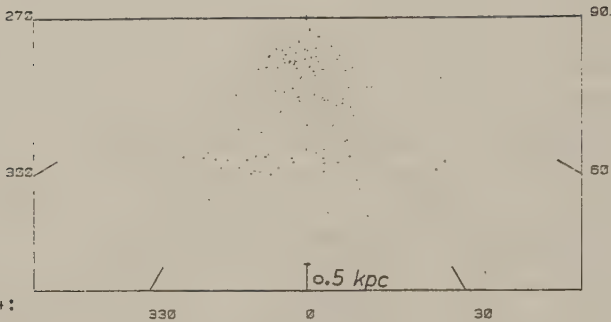


Abb. 5.4:

l, r -Verteilung der galaktischen Be-Sterne (Katalog 6.4.)

Unter den Be-Sternen eignen sich diejenigen früher als B2e, das heißt mit $(U-B)_0 \leq -0.9^m$, am besten für die Analyse der Spiralstruktur (Schmidt-Kaler, 1964a, b). In Abbildung 5.5, der l, r -Verteilung dieser Sterne, ist zumindest für $l < 360^\circ$ eine Aufspaltung in verschiedene Spiralarme angedeutet. Die Zahl der Be-Sterne ist zu gering, um ein klares Bild zu zeichnen.

Zudem eignen sich individuelle Sterne nicht so gut als Spiralarmindikatoren wie z.B. Sternaggregate, da sich bei diesen die individuellen Entfernungsfehler der Sterne herausmitteln. Für eine verbesserte Analyse der galaktischen Struktur werden zusätzliche Spiralarmindikatoren wie zum Beispiel Sternhaufen, Assoziationen, HII-Gebiete, galaktische Cepheiden mit Perioden $P \geq 15^d$ sowie Wolf-Rayet-Sterne herangezogen. Die Verteilung aller Objekte wird im Kapitel 5.6. weiter diskutiert.

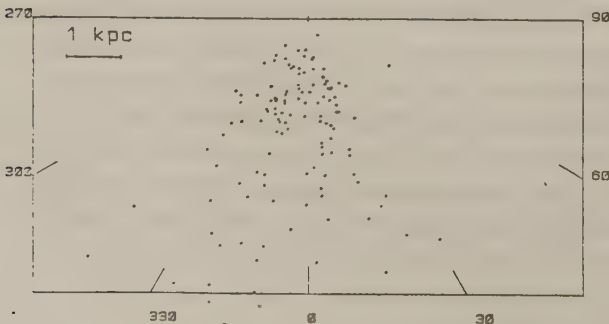


Abb. 5.5:

l, r -Verteilung der frühen Be-Sterne mit $(U-B)_0 \leq -0.9^m$

5.4. Nachweis und Entfernung der inneren Spiralarme

Betrachten wir die Verteilung von Spiralarmindikatoren (z.B. der Sternhaufen, Abb. 5.6) oder den Verlauf der Arme nach Humphreys (1979, Abb.2), ist offensichtlich, daß über den großen Bereich galaktischer Länge die Entfernung der Arme von der Sonne stark variiert. Ein heliozentrisches Entfernungshistogramm kann nicht in der Lage sein, eine Spiralstruktur mit Objekten aus einem größeren Längenintervall nachzuweisen. Daher wird an den Verlauf des Armes -I, wie er sich aus den Sternhaufen und Assoziationen ergibt, näherungsweise eine Funktion $f(l)$ angepaßt und die Anzahl der Sterne in Klassen über $r \cdot f(l)$ analysiert; als Intervallbreite wählen wir 0.1 kpc (Abb. 5.7), wobei r den kürzesten Abstand der Funktion von der Position der Sonne in der l, r Ebene darstellt. Die mittlere Breite der Arme und die kürzesten Abstände der Armmitten von der Sonne lassen sich aus diesen Histogrammen ablesen.

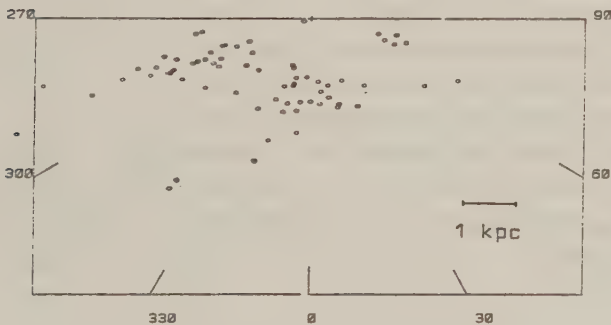


Abb. 5.6: l, r -Verteilung galaktischer Sternhaufen

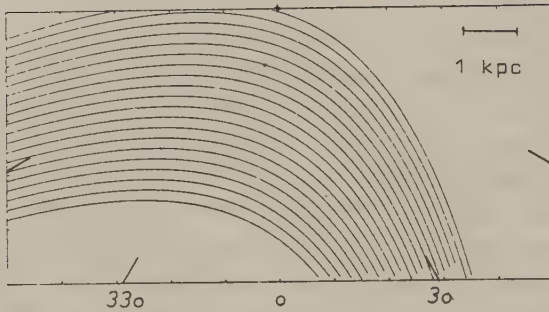


Abb. 5.7: Analyseintervalle der Histogramme in der l, r -Ebene

Um ein genaueres Gesamtbild zu erhalten, berücksichtigen wir weitere Spiralarmindikatoren. Junge O8-Sterne oder besser noch, junge Sternhaufen (früher als B2-B3) und O8-Assoziationen sind besonders geeignet, da für sie individuelle Fehler der Entfernungen nicht groß sind. Die Abbildung 5.6 und das dazugehörige Histogramm 5.8 der Entfernungsverteilung legen nur den Spiralarm -I eindeutig fest.

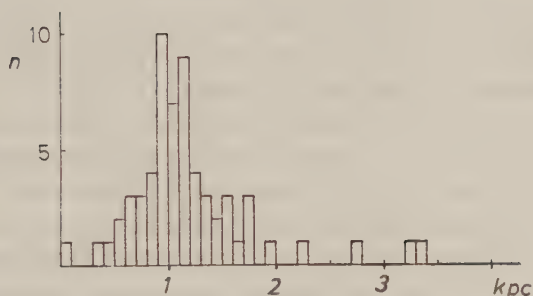


Abb. 5.8: Anzahl der Sternhaufen in Klassen über $r \cdot f(1)$

Um weiter innen liegende Arme zu entdecken, werden HII-Gebiete herangezogen. Bei diesen handelt es sich ebenfalls um Indikatoren für Spiralarme, wie Crampton et. al. (1978) sowie Georgelin et. al. (1976, 1979) nachwiesen. Das Beispiel einer neueren Untersuchung (Felli und Harten, 1981), die sich mit Sharpless HII-Gebieten im galaktischen Längenbereich $50^\circ < l < 240^\circ$, also im äußeren Bereich unserer Milchstraße außerhalb meines Analysebereichs beschäftigten, hat gezeigt, daß die Verwendung von HII-Regionen problematisch ist. In der Abb. 11 ihrer Arbeit finden sie keine ausgeprägten Spiralarme im Gegensatz zu Georgelin und Georgelin (1976).

Der wichtigste Punkt für meine weitere Analyse aber ist, daß die kinematisch und photometrisch bestimmten Distanzen (Felli und Harten, 1981, Tabelle I) teilweise erhebliche Differenzen aufweisen. Für die Diskussion

der galaktischen Struktur sind HII-Gebiete mit kinematisch abgeleiteten Entfernungen nur mit größter Vorsicht zu verwenden, da sie meistens auf einer galaktozentrischen Entfernung der Sonne von $R_0 = 10$ kpc basieren. Aus diesem Grund transformiere ich kinematisch bestimmte Distanzen auf einheitliche galaktozentrische Entfernung der Sonne $R_0 = 8.5$ kpc. Die HII-Regionen ordnen sich dann vorzugsweise an den Innenrändern der Arme an (Schmidt-Kaler, 1979); diese Tatsache muß in die Diskussion der galaktischen Struktur einfließen. Im Bereich $0.5 - 2.5$ kpc zeigen die l, r -Verteilung der HII-Gebiete und das entsprechende Histogramm (Abb. 5.9) den Arm -I und weiter innen von $2.5 - 4.5$ kpc den Arm -II.

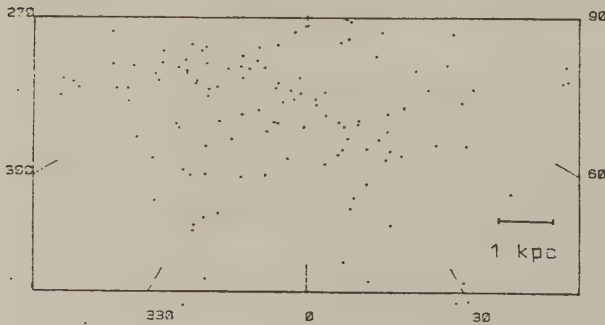


Abb. 5.9a:
 l, r -Verteilung
der galaktischen
HII-Gebiete

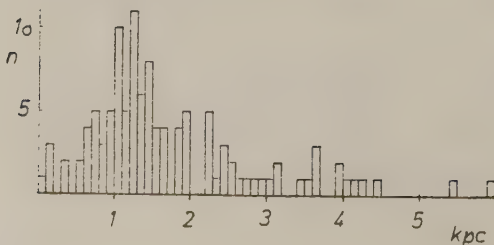


Abb. 5.9b:
Histogramm zu Abb. 5.9a
in Klassen über $r, f(l)$

Wolf-Rayet-Sterne (Crampton, 1971) und langperiodische Cepheiden mit $P > 15^d$ werden von mir für die Analyse mit berücksichtigt. Letztere wurden von Tammann (1970) und Grayzeck (1978a, b, 1979) untersucht und korrelieren mit der Spiralstruktur ebenso wie die Wolf-Rayet-Sterne.

Im Gesamthistogramm aller Spiralarminidkatoren und der frühen Be-Sterne mit $(U-B)_0 < -0.9$ tritt der Arm -I ausgeprägt hervor (Abb. 5.10), wobei der kürzeste Abstand der Armmitte von der Sonne 1.5 kpc ist. Für den Arm -II findet man ≈ 3.3 kpc, während sich die Entfernung eines Arms -III nicht genau ableiten läßt. Einer unsicheren Schätzung nach beträgt sie ≈ 5.3 kpc. Zwischen 4.5 und 5 kpc ist in der Verteilung eine Lücke zu erkennen, und ich untersuche mittels des Student-Tests (van der Waerden, 1965), ob die Aufspaltung trotz der geringen Zahl der Indikatoren signifikant ist.

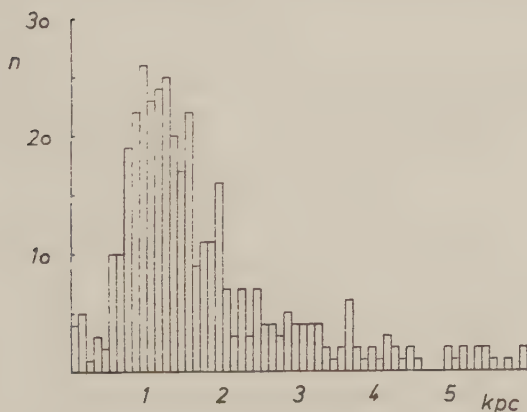


Abb. 5.10: Histogramm aller Spiralarminidkatoren in Klassen über $r.f(1)$

Die Differenz zweier Mittelwerte M_1 und M_2 :
 $D = |M_1 - M_2|$ ist dann signifikant, wenn der Wert $t = D/S$
 größer ist, als der in einer Tabelle (van der Waerden,
 1965) angegebene für dieselbe Zahl von Freiheitsgraden
 $f = g + h - 2$. Dabei ist

g : die Anzahl der Meßpunkte für den ersten Mittelwert M_1

h : die Anzahl für den zweiten Mittelwert M_2

und

$$S^2 = \left(\frac{1}{g} + \frac{1}{h} \right) \cdot \frac{1}{f} \cdot \left[\sum_1 (x_i - M_1)^2 + \sum_1 (y_i - M_2)^2 \right]$$

mit x_i und y_i als den Meßpunkten, aus denen die Mittelwerte gebildet werden.

Ist die Lücke bei 4.6 kpc nicht signifikant, beträgt der Mittelwert für den Arm -II 3.66 kpc und die Differenz der beiden Mittelwerte ($M_1 = 3.3$ kpc, $M_2 = 3.7$ kpc) $D = 0.4$ kpc. Für die Analyse verwende ich die 0.1 kpc Intervalle, die auch im Histogramm gewählt wurden. Es gilt:

$$D = 4$$

$g = 58$ Anzahl der Objekte im Intervall

$$2.5 \text{ kpc} \leq M_1 \leq 4.6 \text{ kpc}$$

$h = 71$ Anzahl der Objekte im Intervall

$$2.5 \text{ kpc} \leq M_1 \leq 6 \text{ kpc}$$

$$f = 127$$

Für die weiteren Größen ergibt sich:

$$S^2 = \frac{129}{4118} \cdot 67.208 = 2.105 \quad S = \pm 1.451$$

$$t = D / S = 2.757$$

Die Tabellenwerte der 1% und 0.1% Schranken für 127 Freiheitsgrade betragen:

$$t_{1\%} = 2.618$$

$$t_{0.1\%} = 3.374$$

Der berechnete Wert t ist größer als der Tabellenwert der 1% Schranke, aber kleiner als der für 0.1%. Der Test ist nur für das 1% Niveau positiv verlaufen, das heißt, die Trennung der Arme ist nicht mit hoher Sicherheit nachgewiesen.

Die Unterscheidung der Arme -I und -II fällt wesentlich klarer aus. Ich verwende wieder das obige Histogramm aller Spiralarminidiatoren und erhalte folgende Daten:

$$D = 3.4 \quad g = 292 \quad h = 350 \quad f = 640$$

$$s^2 = \frac{642}{292 \cdot 350} \cdot 55.59 \quad S = \pm 0.591$$

$$t = 5.679$$

Der t -Wert liegt weit über dem für die 0.1% Schranke; der Test ist positiv verlaufen. Die Arme -I und -II erscheinen im Bereich von $l = 315^\circ$ bis 30° getrennt. Wegen der geringen Zahl von Indikatoren muß der Bereich $l > 30^\circ$ ausgeschlossen werden.

5.5. z -Verteilung der Be-Sterne

Aus der galaktischen Breite b und der Entfernung r der Programmsterne lassen sich deren Abstände z von der Ebene der Milchstraße ermitteln (Katalog, Anhang 6.4.). Die über den gesamten Längenbereich gemittelte z -Verteilung aller Be-Sterne verdeutlicht, daß sie eine stark zur Ebene konzentrierte Population darstellen (Abb. 5.11). Etwa 80% aller Objekte befinden sich innerhalb von ± 100 pc um den Schwerpunkt der Verteilung, der unterhalb der galaktischen Ebene bei $z \approx -30$ pc liegt. Die

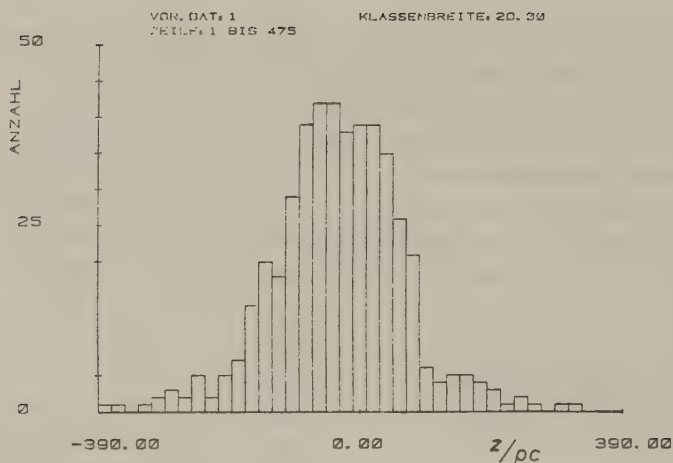


Abb. 5.11: z-Verteilung der Be-Sterne

z-Verteilung ändert sich nicht wesentlich, wenn nur die jüngeren Sterne mit $(U-B)_0 < -0.9$ verwendet werden. Bei den Be-Sternen handelt es sich also um eine Sternpopulation, die eng zur Scheibe der Galaxie konzentriert ist.

Detaillierte Informationen erhalten wir, wenn nicht über den gesamten Längenbereich gemittelt wird, sondern galaktische Längenintervalle einzeln studiert werden. Schlosser und Schmidt-Kaler (1973) sowie Klinkmann (1973) haben gezeigt, daß die Spiralarmfilamente in ihrem Verlauf zur galaktischen Ebene geneigt sind. Wird über den gesamten Längenbereich gemittelt, täuscht dies eine größere Skalenhöhe der Be-Sterne vor. Weiterhin wurde nachgewiesen, daß der Arm -I bei $l \approx 315^\circ$ innen weiter unter der Ebene liegt als außen. Der Spiralarm erscheint somit wellenförmig und ist in sich verdreht.

Für eine genaue Analyse muß über kleine Längenintervalle von $\approx 15^\circ$ gemittelt werden, was einer linearen Ausdehnung von 0.26 kpc pro 1° Entfernung entspricht. In derartigen Diagrammen könnten die Neigungen und Positionen der Arme -I und -II relativ zur galaktischen Ebene untersucht werden, jedoch ist im vorliegenden Fall die Zahl der Be-Sterne, die in die einzelnen Intervalle fallen, zu gering, um signifikante Aussagen machen zu können. Aus diesem Grund wurde für die vorliegende Arbeit auf eine ausführliche Darstellung verzichtet.

5.6. Galaktische Struktur im Längenbereich $l = 315^\circ$ bis 45°

Die Interpretation des Diagramms für die galaktische Struktur (Abb. 5.12) stützt sich nicht nur auf die Verteilung der jungen Be-Sterne, sondern berücksichtigt wieder alle oben eingeführten Objekte, die nach Schmidt-Kaler (1975) die besten Spiralarmindikatoren darstellen:

1. junge Be-Sterne (im Typ früher als B2)
2. O-Assoziationen und junge offene Sternhaufen früher als B2 (Janes und Adler, 1982 sowie Becker und Fenkart, 1971, weitere Daten vgl. Katalog 6.2.),
3. HII-Gebiete (Crampton et. al., 1978, Georgelin und Georgelin, 1976, Humphreys, 1976 und Lockman, 1979),

4. Wolf-Rayet-Sterne (Smith, 1968, Crampton, 1971, 1979),
5. δ Cephei-Sterne mit $P > 15^d$ (Grayzeck, 1978a, b, 1979, Tammann, 1970).

Die l, r -Verteilungen der verschiedenen Spiralarmindikatoren charakterisieren alle ausgeprägt den Arm -I (vgl. z.B. Abb. 5.6 und 5.9). Carina- und Sagittariusarm zeigen sich auch durch die Position der Be-Sterne im Gebiet zwischen $300^\circ < l < 330^\circ$ verbunden. Der Carina-arm erstreckt sich in Richtung $l = 285^\circ$ und läßt sich durch Sternhaufen, HII-Gebiete, Assoziationen und WR-Sterne bis in eine Entfernung von über 5 kpc von der Sonne verfolgen. Eine Interpretation der Daten für den Verlauf des Sagittariusarms ist schwieriger. Die wenigen Indikatoren in Richtung $l = 60^\circ$ scheinen zur Fortsetzung des lokalen Arms zu gehören (vgl. auch Vogt und Moffat, 1975), während der Arm -I in Richtung $l = 25^\circ$ bis 30° läuft. Die Analysen von O-Sternen (Walborn, 1973) und Überriesen (Humphreys, 1970) sowie einige HII-Gebiete

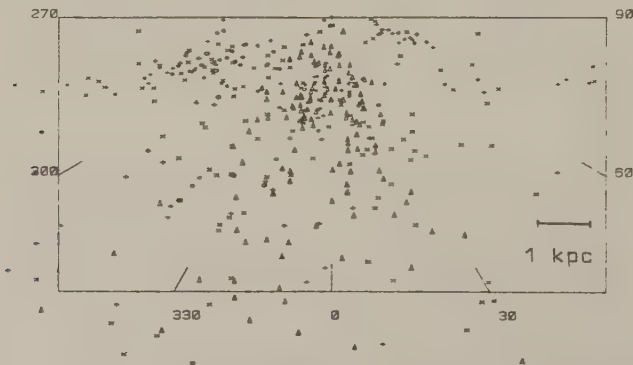


Abb. 5.12: l, r -Verteilung aller Spiralarmindikatoren

Symbole: * Sternhaufen
 o Assoziationen
 x HII-Gebiete
 + WR- und Cephei-Sterne
 Δ frühe Be-Sterne

in ≈ 6 kpc Entfernung unterstützen die Annahme. Andererseits lassen sich die Objekte ebensogut als Fortsetzung des Arms -II in diese Richtung deuten. Im Bereich $20^\circ < l < 60^\circ$ sind zusätzliche Messungen weitreichender Spiralarmindikatoren notwendig (z.B. frühe Be-Sterne), um über den genauen Verlauf der Arme -I und -II Aufschluß zu gewinnen.

Für die näher zum galaktischen Zentrum liegenden Objekte ergibt sich kein klares Bild. Ihre geringe Zahl und ihr relativ großer Entfernungsfehler sind dafür entscheidend. In Distanzen von 2 bis 4 kpc beläuft sich z.B. der Fehler der photometrisch bestimmten Entfernungen auf 0.4 bis 0.8 kpc, und er trägt wesentlich dazu bei, daß die Strukturen verwischt werden. Zudem wirkt die wolkenförmige Verteilung der interstellaren Materie störend, denn in Durchlaßgebieten kann weiter gesehen werden als in Dunkelwolkengebieten. Für den Beobachter scheint die Verteilung der Be-Sterne strahlenförmig von der Sonne auszugehen. In größeren Entfernungen läßt sich der Verlauf eines Arms nur bruchstückhaft verfolgen.

Die Abbildung 5.12 verdeutlicht, wie unsicher eine Interpretation der weiter zum Zentrum liegenden Indikatoren wird. Von den im Kapitel 5.4. diskutierten inneren Spiralarmen -II und -III ist im Aufsichtsbild (l, r -Verteilung) unserer Milchstraße kaum etwas zu erkennen. Dagegen ist ein Filament sehr ausgeprägt, welches auch von Vogt und Moffat (1975) in der Verteilung junger galaktischer Sternhaufen nachgewiesen wurde. Vom Schwerpunkt des Arms -I bei $l = 350^\circ$ erstreckt es sich über eine Länge von ≈ 1 kpc in Richtung $l = 330^\circ$. Die Verteilung der O-Sterne (Walborn, 1973) zeigt das gleiche Filament. Ein Vergleich mit der Dunkelwolkenstruktur

(Neckel und Klare, 1980) verdeutlicht, daß die Absorption einer Dunkelwolke die Fortsetzung aus dem Arm -I herausschneidet.

Problematisch wird die Interpretation der Verteilung zwischen $0^\circ < l < 30^\circ$. Jede angedeutete Trennung zwischen den Armen -I und -II ist unsicher, denn die Zahl der Spiralarminidiatoren ist zu gering.

Relativ deutlich ist eine Struktur zwischen 330° und 0° galaktischer Länge zu erkennen, die dem Arm -III zuzuordnen ist. Mit 6 kpc Entfernung von der Sonne ist jedoch der individuelle Entfernungsfehler sehr groß ($\approx \pm 1.5$ kpc) und die Struktur entsprechend unsicher. Ist sie real, würde sie bei einer galaktozentrischen Entfernung der Sonne von $R_0 = 8.5$ kpc dem radioastronomisch beobachteten 3 kpc-Arm entsprechen. Ergänzende umfangreiche Beobachtungen, insbesondere von scheinbar lichtschwachen OB- und Be-Sternen, sind erforderlich, um zu weiteren Aufschlüssen über die Struktur der Arme -II und -III in Richtung zum galaktischen Zentrum zu gelangen. Ebenso bedarf die Frage des Verlaufs der Arme im Intervall $20^\circ < l < 60^\circ$ einer genauen Untersuchung.

Ob die Be-Sterne für die Analyse der galaktischen Struktur in der weiteren Sonnenumgebung prinzipiell geeignet sind, kann mit dem vorliegenden Datenmaterial nicht endgültig beantwortet werden. Zwar scheinen sie mit den Spiralarmen zu korrelieren, jedoch sind ihre individuellen Fehler und die geringe Reichweite des Kataloges von Wackerling (1970) zu groß, als daß eindeutig weiter innen liegende Spiralarme (-II, -III) in der l, r -Verteilung sichtbar werden. Neuere spektroskopische Durchmusterungen gehen tiefer, aber für sie gibt es noch kaum photometrische Daten (vgl. Cardon de

Lichtbuer, 1982). Es bleibt einer späteren Arbeit überlassen, die Analyse der Spiralstruktur weiter voranzutreiben, wenn umfangreicheres Datenmaterial vorliegt.

6. ANHANG

6.1. Exkurs über Sternhaufenradien

Ein für alle Sterne gültiges Kriterium der Mitgliedschaft in Sternhaufen wird in dieser Arbeit mit Hilfe des Radius r_H des Haufens abgeleitet. Die Radien müssen möglichst nach gleichen Kriterien für alle Sternhaufen ermittelt worden sein, das heißt aus einem homogenen Datenmaterial stammen.

Mehrere hundert Haufen wurden jeweils von Trümpler (1930), Collinder (1931) und Barkhatova (1950) ausgewertet, wobei viele der Objekte in allen drei Untersuchungen enthalten sind. Eine einfache Mittelung der Werte für einen Sternhaufen ist nicht korrekt, da von den Beobachtern verschiedene Kriterien für die Festlegung des Haufenradius gewählt wurden, wie schon eine schnelle Durchsicht der Daten zeigt. Zum Beispiel stellen die Trümplerschen Werte im allgemeinen eine untere Grenze für die von Barkhatova angegebenen Radien dar (Abb. 6.1).

Es ist daher notwendig, das Material auf die Daten eines Beobachters zu reduzieren. Für diesen Zweck eignet sich besonders die Untersuchung von Trümpler, die in der Literatur als zuverlässig angesehen wird. Die Daten aus den anderen Analysen werden auf seine Werte umgerechnet und gewichtet gemittelt, um nicht von einem Beobachter und dessen individuellen Fehlern abhängig zu sein. Die Abbildung 6.1 zeigt einen Vergleich der Radien nach Trümpler mit den Ergebnissen anderer Beobachter. Die beiden von Collinder angegebenen Untersuchungen weisen eine eindeutige Korrelation mit der Analyse von Trümpler auf. Der von Collinder (1931)

veröffentlichte Katalog enthält neben seinen eigenen Daten, die unter Verwendung der Franklin-Adams-Karten gewonnen wurden, auch die Angaben von Lundmark aus einer Analyse der Franklin-Adams-Platten. Die Angaben der Minimal- und Maximalausdehnungen wurden auf einen mittleren Wert umgerechnet. Da die Daten einerseits aus demselben Atlas gewonnen wurden und andererseits auch vergleichbare Kriterien für die Radienfestlegung zugrunde lagen (Abb. 6.2), finden die Werte von Lundmark und Collinder nur mit dem Gewicht $f_L = f_C = 0.5$ Berücksichtigung. Für die Reduktion auf das Trümlersche System gelten die folgenden linearen Beziehungen:

$$r'_L = 0.864 \cdot r_L + 1.33 \quad \text{mit } n = 329$$

r'_L ist der Radius im Trümlerschen System
und n die Anzahl der gemeinsamen Sternhaufen;

$$r'_C = 1.004 \cdot r_C + 1.14 \quad \text{mit } n = 293 .$$

Der Vergleich der Daten von Barkhatova mit denen von Trümpler zeigt eine erheblich größere Streuung (Abb. 6.1). Ihre Angaben sind im allgemeinen größer. Für Radien nach Barkhatova mit $r_B < 100'$ lassen sich die Angaben am besten über eine quadratische Beziehung reduzieren. Sie werden auf Grund der großen Streuung nur mit dem Gewicht $f_B = 0.5$ in die Mittelwertbildung eingeschlossen:

$$r'_B = .00485 \cdot r_B^2 + 0.371 \cdot r_B + 1.30 \quad n = 325 .$$

Von Wallenquist (1959) stammt die letzte verwendete Untersuchung. Da es sich um Radien handelt, die aus Sternzählungen über den Haufen ermittelt worden sind, habe ich sie aufgenommen, obwohl nur 66 Objekte erfaßt sind. Sie erhalten das Gewicht $f_W = 1$ und sind im Vergleich zu den Trümlerschen Werten meistens kleiner. Die Transformation erfolgt mit der Gleichung:

$$r'_W = 1.415 \cdot r_W + 1.29 \quad n = 66 .$$

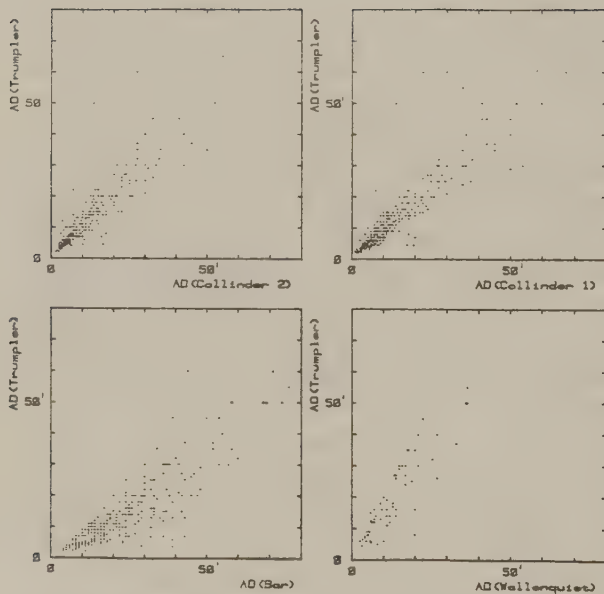


Abb. 6.1:
Vergleich der Stern-
haufenradien nach
Trümpler mit den Wer-
ten anderer Beobachter

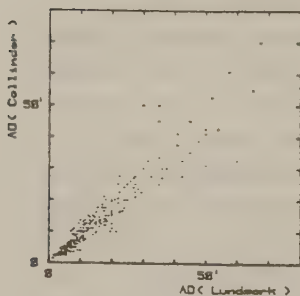


Abb. 6.2:
Vergleich der Stern-
haufenradien nach
Collinder und Lundmark

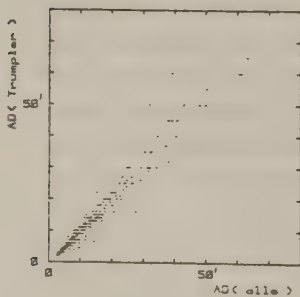


Abb. 6.3:
Vergleich der mittleren
Sternhaufenradien r_H
mit den Werten nach
Trümpler

Durch gewichtete Mittelwertbildung werden aus diesem homogenisierten Datenmaterial die Haufenradien r_H bestimmt. Die Trümlerschen Werte werden mit dem Gewicht $f_T = 1$ berücksichtigt. Die Methode ermöglicht es, ein für die Analyse der Mitgliedschaft homogenes Datenmaterial zu gewinnen, das weitgehend vom individuellen Faktor befreit ist. Die Abbildung 6.3 zeigt dies durch den Vergleich der Radien r_H mit den Angaben von Trümpler. Die Radien r_H der Sternhaufen in der vorliegenden Untersuchung, die von keinem der oben genannten Autoren bestimmt worden sind, habe ich direkt den photometrischen Analysen entnommen.

Von den in der Arbeit verwendeten 113 Sternhaufen sind neben den Winkeldurchmessern auch die Entfernungen über die Entfernungsmodule gegeben (vgl. 6.2.1.). Aus diesen Angaben können die Radien der Sternhaufen in Parsec bestimmt und deren Verteilung untersucht werden (Abb. 6.4).

Der mittlere Radius der Objekte beträgt $r_H = 3.39$ pc mit einer Standardabweichung $\sigma = \pm 3.12$ pc. Der hohe Wert für σ erklärt sich aus der Asymmetrie der Verteilung, die etwa einer Poisson-Verteilung gleicht, und dem Einfluß einiger weniger Haufen mit großen Radien. Als wahrscheinlichsten Radius eines Sternhaufens findet man $r_H = 2$ pc.

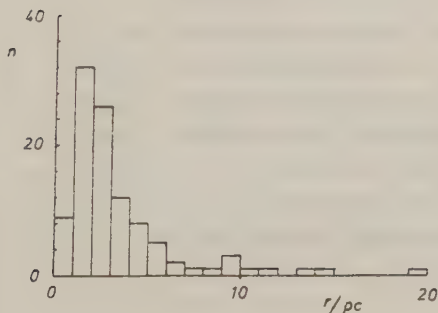


Abb. 6.4:

Histogramm der Sternhaufenradien
aus der vorliegenden Untersuchung
Intervallbreite: 1 pc

6.2. Be-Sterne in Sternhaufen und Assoziationen

Der Katalog enthält alle Be-Sterne, die im Gebiet von Sternhaufen und Assoziationen stehen und für die photometrische Daten bekannt sind oder von mir gemessen worden sind. In den Überschriften stehen die folgenden Angaben zu den Sternhaufen und Assoziationen:

Sternhaufen

Spalte	Bedeutung
--------	-----------

- | | |
|--------------|--|
| 1 | Name des Sternhaufens |
| 2 | Trümpferscher Typ des Sternhaufens nach Alter et. al. (1970) |
| 3 | Frühester Spektraltyp der Sterne des Aggregats; kleingeschriebener Typ bedeutet einen nur photometrisch bestimmten Spektraltyp |
| 4 | α, δ des Sternhaufenzentrums für die Epoche 1950 |
| 4, 2. Zeile: | AD, Winkeldurchmesser des Sternhaufens in Bogenminuten, bestimmt gemäß den Angaben im Exkurs 6.1. |
| 5 | E(B-V), mittlere Verfärbung des Sternhaufens und der mittlere Fehler der Verfärbung (2. Zeile) jeweils in Größenklassen |
| 6 | Vo-Mv, wahrer Entfernungsmodul des Sternaggregats und der mittlere Fehler (2. Zeile) in Größenklassen |
| 7 | EB(X,Y), mittlere Eigenbewegungskomponenten in Bogensekunden/100 a und die mittleren Fehler der Komponenten eines Sterns (2. Zeile); bei einigen gekennzeichneten Sternhaufen sind die Angaben in "/1000 a |
| 8 | RG, mittlere Radialgeschwindigkeit des Sternaggregats und der Fehler des Mittelwerts (2. Zeile) in km/s |

Spalte	Bedeutung
9	Kommentar, Verweise auf die Quellen durch die Numerierung des Literaturverzeichnisses der Sternaggregate 6.2.3. ; * in dieser Zeile bedeutet, daß in der Diskussion 6.2.2. Ergänzungen zu den Daten folgen

Anschließend an die zwei Überschriftzeilen stehen die Werte für die Einzelsterne:

1	Sternname: HD-Nummer, Durchmusterungsnummer oder sonstige Bezeichnungen. Sie entsprechen im wesentlichen den Angaben des Katalogs von Wackerling (1970).
2	Spektraltyp, soweit bekannt
3	α, δ für die Epoche 1950
4	radialer Abstand vom Haufenzentrum in Bogenminuten
5	Mitgliedswahrscheinlichkeit w_{Pos} , bestimmt aus der Position
6, 7	x, y: Eigenbewegungskomponenten μ_x und μ_y in Bogensekunden/100 a, bei einigen gekennzeichneten Sternhaufen in "/1000 a.
8	Mitgliedswahrscheinlichkeit w_{EB} , bestimmt aus den Angaben zur Eigenbewegung. Der Index s am Wert von w_{EB} bedeutet, daß er einer exakten Analyse der Mitgliedschaft nach Sanders (1971) entnommen wurde.
9	RG, mittlere Radialgeschwindigkeit des Sterns in km/s
10	Mitgliedswahrscheinlichkeit w_{RG} , bestimmt aus den Angaben zur Radialgeschwindigkeit
11, 12, 13:	V, B-V, U-B Meßwerte des Sterns; Quelle der Messung: K, wenn Kozok, sonst aus den Quellen entsprechend der Überschrift
	Spalte 9

Spalte	Bedeutung
14	n, Anzahl der Messungen n = 0 keine Daten bekannt n = -1 nur photographisch bestimmte Daten
15, 16, 17:	V_0 , $(B-V)_0$, $(U-B)_0$ um die mittlere interstellare Extinktion korrigierte Werte des Sterns
18	M_V , absolute Helligkeit des Sterns, ermittelt aus V_0 und dem Entfernungsmodul des Sternaggregats
19	Gesamtgewicht, mit dem der Stern für die Analyse berücksichtigt wird, bestimmt nach Gl. 4.4

Assoziationen

Der Katalog der Be-Sterne in Assoziationen enthält einige modifizierte Angaben. Die mittlere Verfärbung der Objekte des Aggregats wurde weggelassen, da sie für Assoziationen nicht homogen ist. In der 2. Spalte steht der früheste Spektraltyp eines Sterns in der Assoziation oder der Typ des Aggregats (OB, R). Die Angaben zu den Einzelsternen entsprechen bis Spalte 14 denen im Teil für Sternhaufen.

Spalte	Bedeutung
15, 16, 17:	UBV-Daten des Einzelsterns korrigiert um die individuelle interstellare Extinktion
18	M_V , die absolute Helligkeit des Sterns, bestimmt aus V_0 und dem wahren Entfernungsmodul der Assoziation
19	Gesamtgewicht, mit dem der Stern für die Analyse der absoluten Helligkeiten berücksichtigt wird.

Für die Analyse der absoluten Helligkeiten finden nur die Objekte Verwendung, deren Wahrscheinlichkeiten für die Mitgliedschaft in einer Assoziation aus Eigenbewegungen und/oder Radialgeschwindigkeiten bestimmt werden konnte.

Ann	IV ²	B8	2 25.9	40 27	E(R-U)= 0.54	Vo-Mv= 8.4	Kommentar *, 6																						
			AD= 10.0		±0.17	±0.2																							
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Mpos	x	ER	y	WER	RG	B	U-B	n	Vo	B-Vo	U-Bo	Mv	Bew												
HD 15748	B7.5IVeS	2 25.98	40 27.3	0.7 0.65									8.48	0.33	-0.33	0	5.77	0.31	-0.71	1.71	0.65	E							
HD 17449	B2.5IVeS	2 25.80	40 26.1	0.9 0.65									8.44	0.13	-0.19	0	6.68	0.31	-0.70	1.70	0.65	E							
																		RG=	-34.0										
IC 1805	III3e	2 28.9	41 14	E(R-U)= 0.97		±0.63		Vo-Mv= 11.4	±0.5				Kommentar *, 120, 117, 261, 199																
		AD= 21.6																14.0											
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Mpos	x	ER	y	WER	RG	B	U-B	n	Vo	B-Vo	U-Bo	Mv	Bew												
UGA 113	00ve	2 28.65	41 8.6	5.7 0.59	0.06	0.00	0.82*						10.92	0.88	-0.20	3	7.77	0.07	-0.91	3.63	2.35								
																		RG=	-35.0										
MCG 957	III2e	2 30.0	57 19	E(R-U)= 0.78		±0.03		Vo-Mv= 11.6	±0.5				Kommentar 116, 213, 100																
		AD= 9.5																14.0											
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Mpos	x	ER	y	WER	RG	B	U-B	n	Vo	B-Vo	U-Bo	Mv	Bew												
NK. 7	83:1e	2 29.58	57 20.0	3.6 0.51									11.13	0.64	-0.38	3	8.56	0.12	-0.95	3.05	0.51	E							
NK. 4	RIV			2.3 0.61									9.86	0.58	-0.32	0	7.31	0.20	-0.89	4.30	0.61								
NK. 11				2.4 0.60									11.99	0.54	-0.28	0	9.44	0.24	-0.85	2.17	0.60								
NK. 34				6.3 0.18									12.04	0.56	-0.25	-1	9.49	0.22	-0.82	2.12	0.18								
																		RG=	-35.0										
Tr 2	III7e	2 33.7	55 46	E(R-U)= 0.33		±0.03		Vo-Mv= 8.9	±0.2				Kommentar 213, 100, 162																
		AD= 16.0																14.0											
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Mpos	x	ER	y	WER	RG	B	U-B	n	Vo	B-Vo	U-Bo	Mv	Bew												
HD 16000	R/V	2 33.18	55 42.4	5.7 0.52									9.36	0.26	-0.06	0	8.27	0.07	0.28	-0.65	0.52	E							
																		RG=	-35.0										
NGC 1039	III3e	2 38.8	42 34	E(R-U)= 0.08		±0.07		Vo-Mv= 8.2	±0.7				Kommentar 4, 27, 124																
		AD= 30.4																14.0											
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Mpos	x	ER	y	WER	RG	B	U-B	n	Vo	B-Vo	U-Bo	Mv	Bew												
HD 16655	A0V4shel	2 38.30	42 23.0	12.4 0.48									8.48	0.05	-0.04	0	8.22	0.03	-0.09	0.02	0.48	E							

Alpha Cen 1113m B1										Kommentar									
3 20.0 49 0		F(B-V)= 0.10		Uo-Mv= 4.2		E(B-V)=		R0=		7.0									
A0=213.2		±0.02		±0.1		±0.79		±1.29		±4.0									
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Mpos	x	EB	y	W EB	RB	W RB	U	B-V	U-B	n	Vo	B-Vo	U-Ba	Mv	Gew
HD 20017 B5Ve		3 11.42	40 30.6	85.8	0.01	-0.30	1.20	0.02	-28.4	0.00	7.91	0.29	-0.14	0	7.57	0.19	-0.21	1.37	0.06
HD 21641 B9Ve		3 29.02	47 41.6	117.0	0.01	-2.30	-2.30	0.23	4.0	0.37	4.74	-0.02	-0.26	0	8.43	-0.11	-0.33	0.23	0.87
HD 22192 B5IIIf		3 32.93	48 1.7	141.1	0.00	1.30	-0.20	0.14	-5.0	0.87	4.23	-0.04	-0.57	0	3.90	0.16	0.44	2.30	1.16
HD 21455 B6Vn		3 25.95	48 46.5	146.3	0.00						4.24	0.13	-0.25	4	2.90	0.03	-0.32	-0.29	0.60
HD 21551 B8VnShel		3 27.07	47 56.4	94.8	0.01						5.82	-0.04	-0.32	3	5.49	-0.14	-0.39	-0.71	0.01
Plejaden 13r B5										Kommentar									
3 44.0 23 58		E(B-V)= 0.06		Uo-Mv= 5.5		E(B-V)=		R0=		7.6									
A0=118.7		±0.02		±0.1		±2.00		±2.00		±2.3									
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Mpos	x	EB	y	W EB	RB	W RB	U	B-V	U-B	n	Vo	B-Vo	U-Ba	Mv	Gew
HD 23302 B5Ve		3 41.90	33 57.5	28.8	0.04	-0.43	0.49	0.98	10.9	0.77	3.70	-0.11	-0.40	0	3.50	-0.17	0.44	1.97	2.97
HD 23480 B2VnFe		3 43.35	33 47.6	13.7	0.05	-1.09	0.31	0.96	6.2	0.94	4.18	-0.04	-0.42	0	3.98	-0.12	-0.46	1.49	3.06
HD 23630 B0IIIf		3 44.51	33 57.1	7.0	0.02	-0.36	2.32	0.84	0.9	0.96	2.87	-0.09	-0.34	0	2.67	-0.15	-0.30	1.00	3.06
HD 23862 B8IV-Ve		3 46.21	23 59.1	30.3	0.04	-1.19	1.98	0.85	6.9	0.99	5.09	-0.08	-0.28	0	4.89	-0.14	-0.32	-0.58	2.84
NGC 1647 1112m B7										Kommentar									
4 43.1 18 59		E(B-V)= 0.43		Uo-Mv= 8.2		E(B-V)=		R0=		109.102									
A0=34.2		±0.02		±0.1		±0.2		±0.2		±0.2									
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Mpos	x	EB	y	W EB	RB	W RB	U	B-V	U-B	n	Vo	B-Vo	U-Ba	Mv	Gew
HD 30123 B0IIIf		4 42.60	19 13.7	14.3	0.31						8.64	0.35	-0.06	1	7.26	-0.07	-0.35	-0.98	0.31
NGC 1778 1112m b7										Kommentar									
5 4.7 36 59		E(B-V)= 0.33		Uo-Mv= 11.1		E(B-V)=		R0=		12.117									
A0= 6.7		±0.02		±0.1		±0.2		±0.2		±0.2									
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Mpos	x	EB	y	W EB	RB	W RB	U	B-V	U-B	n	Vo	B-Vo	U-Ba	Mv	Gew
Nr. 31 B6Vn			5.0	0.27					11.65	0.29	-0.04	0	10.56	-0.04	-0.29	-0.85	0.27		
Nr. 40 B7Ve			3.0	0.54					10.18	0.37	-0.13	0	9.08	0.04	-0.34	-2.03	0.54		
Nr. 79 B9IIIf			1.0	0.68					10.21	0.32	-0.07	0	9.12	-0.01	-0.29	-1.99	0.68		
NGC 1893 1112m D										Kommentar									
5 19.4 33 21		E(B-V)= 0.55		Uo-Mv= 13.0		E(B-V)=		R0=		-10.0									
A0= 12.0		±0.02		±0.1		±0.4		±4.0		±4.0									
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Mpos	x	EB	y	W EB	RB	W RB	U	B-V	U-B	n	Vo	B-Vo	U-Ba	Mv	Gew
Nr. 4 D6e		5 19.38	33 20.2	0.8	0.71				10.15	0.51	-0.49	0	8.33	-0.04	-0.89	-4.67	0.71		

Bochum 1 IU3p 07 6 22.5 19 48 E(B-V)= 0.55 V₀-M_v= 13.0
A_V= 18.0 ±0.3

Name	Type	Alpha 1950 Delta	r	Wpos	x	EB	y	W	EB	RG	W	RG	V	B-V	U-B	n	V ₀	B-V ₀	U-B ₀	M _v	Bew
451	Openish	6 22.46	19 47.7	0.6	0.65								11.75	0.35	-0.63	3	9.95	0.20	1.03	-1.09	0.65

HD 2252 103p B3 6 24.1 19 43 f(B-V) 0.01 V₀-M_v 7.8
A_V= 19.9 ±0.1

Name	Type	Alpha 1950 Delta	r	Wpos	x	EB	y	W	EB	RG	W	RG	V	B-V	U-B	n	V ₀	B-V ₀	U-B ₀	M _v	Bew
HD 45626	B7peShel	6 25.90	-4 25.8	31.9	0.00								9.24	0.05	-0.46	5	9.21	0.04	-0.47	1.41	0.00

Cr 96 IU2p b31: 6 27.7 2 54 E(B-V)= 0.48 V₀-M_v= 10.2
A_V= 8.7 ±0.2

Name	Type	Alpha 1950 Delta	r	Wpos	x	EB	y	W	EB	RG	W	RG	V	B-V	U-B	n	V ₀	B-V ₀	U-B ₀	M _v	Bew
HD 45901	B0e	6 27.70	2 53.2	0.8	0.65								8.75	0.33	-0.69	3	7.18	-0.15	-1.04	-3.03	0.65 K _E

MRC 2244 IL3p 05 6 29.7 4 54 E(B-V)= 0.47 V₀-M_v= 10.8
A_V= 23.5 ±0.2

Name	Type	Alpha 1950 Delta	r	Wpos	x	EB	y	W	EB	RG	W	RG	V	B-V	U-B	n	V ₀	B-V ₀	U-B ₀	M _v	Bew
HD 46056	OBV(e)	6 28.69	4 52.2	15.2	0.19	-0.17	-0.51	0.94		29.8	0.76		8.26	0.17	-0.80	1	6.74	-0.30	-1.14	-4.02	2.97 K _E
+05 1288	DR	6 29.80	5 17.0	23.0	0.01	-0.16	1.34	0.66					10.07	0.10	-0.38	4	8.56	-0.37	-0.71	-2.70	0.13 K _E
+05 1293	R1vne	6 30.33	4 58.7	10.5	0.43	0.04	-0.18	0.81					9.60	0.25	-0.51	1	8.07	-0.22	-0.85	-2.69	2.16 K _E
AS 129	?	6 29.80	4 29.0	25.0	0.00								11.79	0.43	0.19	1	10.23	-0.04	-0.13	-0.53	0.00 K _E
18 395	?	6 28.70	4 56.0	15.1	0.19								12.90	0.49	-0.06	1	11.34	0.02	-0.39	0.58	0.19 K _E
18 398	?	6 29.90	4 55.0	3.2	0.68								12.80	0.60	-0.03	1	11.22	0.13	-0.36	0.46	0.68 K _E
18 399	?	6 30.90	4 51.0	18.2	0.08								11.73	0.14	0.12	1	10.21	-0.33	-0.20	-0.55	0.08 K _E

MRC 2264 IU3pN 00 6 38.3 9 56 E(B-V)= 0.08 V₀-M_v= 9.5
A_V= 28.5 ±0.2

Name	Type	Alpha 1950 Delta	r	Wpos	x	EB	y	W	EB	RG	W	RG	V	B-V	U-B	n	V ₀	B-V ₀	U-B ₀	M _v	Bew
LKH 25	B01.1	6 38.00	9 50.9	6.8	0.59	0.17	-0.10	0.924					12.86	0.19	0.04	2	12.59	0.11	-0.01	3.09	2.56 K _E
UAS 77	R1vne	6 38.07	9 54.7	3.6	0.64	0.01	-0.16	0.645		25.0	0.78		9.98	0.14	0.07	2	9.71	0.04	0.02	0.21	3.43 K _E

Kommentar
177, 175

Kommentar
*, 3a

Kommentar
177

Kommentar
34.0
±4.0 *, 234, 107, 183, 204, 100

Kommentar
21.0
14.0 *, 261, 242, 249

Bochum 1		IV3p	07	δ 22.5 19 48 Alt= 18.0	$E(B-V)=0.55$ 10.05	$V_0-M_V=$ 13.0 10.3	Kommentar 177, 175													
Name	Type	Alpha 1950 Delta	r	W ₀₋₅	K	E _B	y	M _{EB}	RG	M	RG	V	B-V	U-B	n	V ₀	B-V ₀	U-B ₀	M _V	Bay
Sl 5	OBev1ch	δ 22.46 19 47.7	0.6 0.55						11.75	0.45	0.63	9.95	0.50	1.03					5.09	0.55
NGC 2264		IV3p	R3	δ 24.1 4 43 Alt= 19.9	$E(B-V)=$ 10.01	$V_0-M_V=$ 10.2	Kommentar *, 30													
Name	Type	Alpha 1950 Delta	r	W ₀₋₅	K	E _B	y	M _{EB}	RG	M	RG	V	B-V	U-B	n	V ₀	B-V ₀	U-B ₀	M _V	Bay
HD 45626	B7eShel	δ 25.90 -4 25.8	31.9 0.00						9.24	0.05	-0.46	5	9.21	0.04	-0.47	1.41	0.00			
Cr 96		IV2p	b31:	δ 27.7 2 54 Alt= B.7	$E(B-V)=0.48$ 10.06	$V_0-M_V=$ 10.2 10.2	Kommentar 177													
Name	Type	Alpha 1950 Delta	r	W ₀₋₅	K	E _B	y	M _{EB}	RG	M	RG	V	B-V	U-B	n	V ₀	B-V ₀	U-B ₀	M _V	Bay
HD 45901	B0e	δ 27.70 2 53.2	0.8 0.65						8.75	0.33	-0.69	3	7.18	-0.15	-1.04	-3.03	0.65	KE		
NGC 2244		II3p	05	δ 29.7 4 54 Alt= 23.5	$E(B-V)=0.47$ 10.02	$V_0-M_V=$ 10.8 10.1	Kommentar 14.0 *, 234, 107, 103, 204, 100													
Name	Type	Alpha 1950 Delta	r	W ₀₋₅	K	E _B	y	M _{EB}	RG	M	RG	V	B-V	U-B	n	V ₀	B-V ₀	U-B ₀	M _V	Bay
HD 46056	OBV(e)	δ 28.69 4 52.2	15.2 0.19	0.17	-0.51	0.94			8.26	0.17	-0.80	1	6.74	-0.30	-1.14	-4.02	2.97	KE		
+05 1288	OB	δ 29.00 5 17.0	23.0 0.01	-0.16	1.34	0.06			10.07	0.10	-0.38	1	8.56	-0.12	-0.71	-2.20	0.13	KE		
+05 1293	B1Vnne	δ 30.33 4 58.7	10.5 0.43	0.04	-0.18	0.81			9.60	0.23	-0.51	1	8.07	-0.22	-0.85	-2.69	2.16	KE		
AS 129	?	δ 29.80 4 29.0	25.0 0.00						11.79	0.43	0.19	1	10.23	-0.04	-0.13	-0.53	0.00	KE		
16 395	?	δ 28.70 4 56.0	15.1 0.19						12.90	0.49	-0.03	1	11.34	-0.02	-0.39	0.58	0.19	KE		
16 398	?	δ 29.90 4 35.0	3.2 0.68						12.80	0.60	-0.03	1	11.22	0.13	-0.36	0.46	0.68	KE		
16 399	?	δ 30.90 4 51.0	18.2 0.08						11.73	0.14	0.12	1	10.21	-0.33	-0.20	-0.55	0.08	KE		
NGC 2264		IV3p-N	UR	δ 58.3 9 56 Alt= 20.7	$E(B-V)=0.08$ 10.07	$V_0-M_V=$ 9.5 10.2	Kommentar 14.0 *, 201, 242, 249													
Name	Type	Alpha 1950 Delta	r	W ₀₋₅	K	E _B	y	M _{EB}	RG	M	RG	V	B-V	U-B	n	V ₀	B-V ₀	U-B ₀	M _V	Bay
LNI 25	B0I 1	δ 48.00 9 50.9	6.8 0.39	0.17	0.10	0.72 _h			17.86	0.19	0.04	2	12.59	0.11	-0.01	-0.01	0.01	3.09	2.56	K
UAS 72	B0Ve	δ 38.07 9 54.7	3.6 0.64	-0.01	-0.16	0.74 _h			15.0	0.78	9.98	0.14	0.07	2	9.71	0.06	0.02	0.21	3.43	KE

NGC 2301	I3m	B7	6 49.2 AD= 15.4	0 32	$E(B-V)=0.04$ ±0.01	$V_0-M_V=9.4$ 10.2	$EB(X,Y)=$ 0.19 0.06 ±0.24 ±0.24	Kommentar 116, 207													
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Wpos	x	EB	y	W	EB	RG	W	RG	V	B-V	U-B	n	V ₀	B-V ₀	U-B ₀	Mv	Gew
HD 50064	c8ae	6 49.00	0 21.5	10.9	0.10	-1.50	0.20	0.00	8.25	0.77	-0.32	2	8.11	0.73	-0.35	-1.24	0.11	K			
NGC 2323	I13m	B6	7 0.8 AD= 13.9	-8 16	$E(B-V)=0.25$ ±0.03	$V_0-M_V=10.0$ ±0.2															
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Wpos	x	EB	y	W	EB	RG	W	RG	V	B-V	U-B	n	V ₀	B-V ₀	U-B ₀	Mv	Gew
Nr. 142	A0V	7 0.15	-8 18.6	10.0	0.11	10.47	0.16	-0.21	-1	9.65	-0.09	-0.38	-0.35	0.11	E						
HD 52922	B9Ve	7 0.31	-8 22.0	9.4	0.14	9.38	0.09	-0.22	0	8.56	-0.16	-0.39	-1.44	0.14	E						
Nr. 67		7 0.36	-8 15.5	6.6	0.41	10.65	0.11	-0.26	-1	9.83	-0.14	-0.43	-0.17	0.41							
NGC 2345	I3m	B4	7 5.9 AD= 11.3	-13 10	$E(B-V)=0.55$ ±0.05	$V_0-M_V=11.2$ 10.3															
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Wpos	x	EB	y	W	EB	RG	W	RG	V	B-V	U-B	n	V ₀	B-V ₀	U-B ₀	Mv	Gew
Nr. 2		7 5.86	-13 10.8	0.0	0.74	11.86	0.39	-0.06	0	10.06	-0.16	-0.44	-1.14	0.74							
NGC 2360	I12m	B8	7 15.5 AD= 11.8	-15 32	$E(B-V)=0.07$ ±0.02	$V_0-M_V=10.5$ 10.2															
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Wpos	x	EB	y	W	EB	RG	W	RG	V	B-V	U-B	n	V ₀	B-V ₀	U-B ₀	Mv	Gew
HD 56847	B7Ib?Sh?	7 15.89	-15 32.2	5.6	0.40	8.94	0.18	-0.51	2	8.71	0.11	-0.56	-1.78	0.40	K						
Cr 140	I113p	B3-5	7 22.0 AD= 39.7	-32 6	$E(B-V)=0.05$ ±0.01	$V_0-M_V=7.8$ ±0.2	$EB(X,Y)=$ -2.40 -0.80 ±3.00 ±3.00	RG=	15.0	±6.0											
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Wpos	x	EB	y	W	EB	RG	W	RG	V	B-V	U-B	n	V ₀	B-V ₀	U-B ₀	Mv	Gew
HD 58155	B3I04	7 21.10	-31 49.6	20.0	0.21	-2.20	0.20	0.08	21.6	0.66	5.41	-0.15	-0.72	5	5.25	-0.20	-0.75	-2.53	1.03	E	
NGC 2383	I3m	B3	7 22.6 AD= 6.1	-20 50	$E(B-V)=0.27$ ±0.02	$V_0-M_V=11.5$ ±0.2															
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Wpos	x	EB	y	W	EB	RG	W	RG	V	B-V	U-B	n	V ₀	B-V ₀	U-B ₀	Mv	Gew
-20 1913	Bc	7 22.57	20 49.9	0.4	0.74	9.92	0.07	-0.64	2	9.05	-0.10	-0.83	-2.47	0.74	K						

NGC 2384		B0	7 22.9 -20 56 Alt= 4.7	$E(B-V) = 0.29$ 10.02		Vo-Mv= 12.6 10.2		RG= 38.5 10.6		Kommentar *, 245									
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Wpos	x	EB	w	M EB	RG	W RG	V	B-V	U-B	n	Vo	B-Vo	U-Ro	Mv	Gew
HD 50465 Bet		7 22.85 -20 55.4	0.9	0.60					27.1	0.49	9.10	0.02 -0.89	2	8.16	-0.27 -1.10	-4.47	1.09	K	
HD 1918 Bie		7 22.93 -20 54.9	1.2	0.57					10.26	0.07	10.26	0.07 -0.70	0	9.32	-0.22 -0.91	-3.31	0.57	K	
HD 61224 B810-Ve		7 35.35 -14 19.6	15.6	0.23	-0.50	-0.58	0.79				5.73 -0.13 -0.76	1	5.47	-0.21 -0.82	-2.93	1.28	K		
											6.53 -0.02 -0.26	2	6.27	-0.10 -0.32	-2.13	1.92	K		
NGC 2422		IIIIIP B3	7 34.3 -14 23 Alt= 25.5	$E(B-V) = 0.08$ 10.01		Vo-Mv= 8.4 10.2		EB(X,Y)= -0.64 -0.30 10.19 10.24		Kommentar *, 16, 100, 206, 121, 51									
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Wpos	x	EB	w	M EB	RG	W RG	V	B-V	U-B	n	Vo	B-Vo	U-Ro	Mv	Gew
HD 60855 B2Ve		7 33.77 -14 22.8	7.7	0.57	-0.75	-1.00	0.33				5.73 -0.13 -0.76	1	5.47	-0.21 -0.82	-2.93	1.28	K		
HD 61224 B810-Ve		7 35.35 -14 19.6	15.6	0.23	-0.50	-0.58	0.79				6.53 -0.02 -0.26	2	6.27	-0.10 -0.32	-2.13	1.92	K		
Bochum 15A IVa		07	7 38.2 -33 26 Alt= 30.0	$E(B-V) = 0.54$ 10.16		Vo-Mv= 12.4 10.2				Kommentar 76, 123									
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Wpos	x	EB	w	M EB	RG	W RG	V	B-V	U-B	n	Vo	B-Vo	U-Ro	Mv	Gew
SLS 656 07e		7 38.61 33 23.7	6.0	0.61					10.08	0.46	10.08	0.46 0.55	0	10.30	-0.08 -0.94	-4.10	0.61		
NGC 2447		IIImI II	7 40.9 -31 31 Alt= 9.6	$E(B-V) = 0.37$ 10.03		Vo-Mv= 13.1 10.3				Kommentar *, 15, 255, 162									
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Wpos	x	EB	w	M EB	RG	W RG	V	B-V	U-B	n	Vo	B-Vo	U-Ro	Mv	Gew
URA 51 ?		7 38.57 -31 38.2	7.5	0.06					12.18	0.16	12.18	0.16 -0.57	1	10.98	-0.21 -0.83	-2.12	0.06	K	
AS 164 Bt		7 38.68 -31 34.8	4.0	0.48					11.83	0.06	11.83	0.06 -0.61	1	10.64	-0.31 -0.87	-2.46	0.48	K	
-31 4902 Be		7 38.83 -31 33.2	1.5	0.69					10.48	0.20	10.48	0.20 -0.60	1	9.27	-0.17 -0.87	-3.83	0.69	K	
-31 4897			1.8	0.68					11.29	0.21	11.29	0.21 -0.27	0	10.08	-0.16 -0.53	-3.02	0.68		
Nr. 75			4.4	0.42					12.16	0.14	12.16	0.14 -0.70	0	10.96	-0.23 -0.97	-2.14	0.42		
Nr. 81			4.0	0.48					11.30	0.16	11.30	0.16 -0.58	0	10.10	-0.21 -0.84	-3.00	0.48		
Nr. 303			3.2	0.57					12.02	-0.04	12.02	-0.04 -0.46	-1	10.84	-0.41 -0.72	-2.26	0.57		
NGC 2447		IVIP B9	7 42.5 -23 45 Alt= 16.6	$E(B-V) = 0.06$ 10.01		Vo-Mv= 10.2 10.2				Kommentar *, 15, 16									
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Wpos	x	EB	w	M EB	RG	W RG	V	B-V	U-B	n	Vo	B-Vo	U-Ro	Mv	Gew
-23 6121 Be		7 43.08 -24 1.5	18.1	0.01					12.66	0.27	12.66	0.27 0.07	1	12.46	0.21 0.03	2.26	0.01	K	

Rup	47	IIp	B4	B	0.3 -30 58	E(B-V)= 0.28 ±0.2	Vo-Mv= 12.4 ±0.2	Kommentar 245											
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Wpos	x	EB	y	W EB	RG	W RG	U	B-V	U-B	n	Vo	B-Vo	U-Bo	Mv	Bew
SLS	936 7	B	0.32 -30 56.2	1.8	0.55							11.45	0.15	-0.46	5	10.53	-0.13	-0.66	-1.84 0.55
NBC	2546	II12m	B0	B	10.6 -37 29	E(B-V)= 0.11 ±0.1	Vo-Mv= 9.6 ±0.2	Kommentar 16, 100											
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Wpos	x	EB	y	W EB	RG	W RG	U	B-V	U-B	n	Vo	B-Vo	U-Bo	Mv	Bew
-37	4371 Be	B	10.43 -37 37.0	8.3	0.35							10.25	0.00	-0.30	1	9.89	-0.10	-0.37	0.27 0.35 K
-37	4384 Be	B	10.77 -37 20.3	8.9	0.34							10.56	0.11	-0.63	1	10.19	0.00	-0.70	0.57 0.34 K
Fiskeis	6	II2p	B0.5	B	37.6 -46 2	E(B-V)= 0.41 ±0.06	Vo-Mv= 11.1 ±0.2	Kommentar 246, 75											
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Wpos	x	EB	y	W EB	RG	W RG	V	B-V	U-B	n	Vo	B-Vo	U-Bo	Mv	Bew
-45	4355 R2I0p	B	37.43 -46 4.1	9.0	0.06							9.47	0.17	0.63	2	8.14	-0.24	-0.92	-2.95 0.06 E
IC	2395	II3p	B3	B	39.5 -48 1	E(B-V)= 0.11 ±0.03	Vo-Mv= 9.9 ±0.2	Kommentar 16, 100, 162, 157											
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Wpos	x	EB	y	W EB	RG	W RG	V	B-V	U-B	n	Vo	B-Vo	U-Bo	Mv	Bew
HD	74559 B9Ve	B	41.15 -47 54.6	17.8	0.00							9.24	-0.05	-0.44	0	8.88	-0.16	-0.51	-1.02 0.00
Cr	197	IV2pN	B1	B	42.9 -41 11	E(B-V)= 0.58 ±0.10	Vo-Mv= 10.1 ±0.2	Kommentar *, 246											
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Wpos	x	EB	y	W EB	RG	W RG	V	B-V	U-B	n	Vo	B-Vo	U-Bo	Mv	Bew
HD	74804 OB-(Hulk)	B	42.85 -41 5.7	5.4	0.54							7.35	0.31	-0.60	0	5.47	-0.27	-1.02	-4.63 0.54
Bochum	7	IV2p	B8	B	43.1 -45 48	E(B-V)= 0.86 ±0.13	Vo-Mv= 11.8 ±0.2	Kommentar 177, 179											
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Wpos	x	EB	y	W EB	RG	W RG	V	B-V	U-B	n	Vo	B-Vo	U-Bo	Mv	Bew
SLS	1147 OB1ch	B	43.42 -45 58.1	10.7	0.41							11.53	0.58	-0.54	2	8.73	-0.28	-1.19	-5.09 0.41

Prisail II	II111+	7	9 13.0 -49 30 AD= 2.0	L(B-V)= 1.17 ±0.03	V ₀ -M _v = 12.2 ±0.3	Kommentar *, 110, 18 M _v Gew													
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Mpos	x	EB	y	W EB	RB	M RG	V	B-V	U-B	n	Va	B-Va	U-Bo	Mv	Gew
HD 80077	B21e1e	9 14.22 -49 45.7	17.4	0.00							7.58	1.37	0.20	0	3.60	0.70	-0.67	-8.94	0.00
NGC 2925	II111+	B5	9 32.0 -53 13 AD= 14.1	E(B-V)= 0.06 ±0.02	V ₀ -M _v = 9.4 ±0.2	Kommentar 16, 88, 181 M _v Gew													
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Mpos	x	EB	y	W EB	RB	M RG	V	B-V	U-B	n	Va	B-Va	U-Bo	Mv	Gew
HD 83043	B1111e	9 32.26 -53 24.7	11.9	0.05							8.50	0.03	-0.86	1	8.30	-0.03	-0.90	-1.07	0.05 K
NGC 3105	I3+	b2	9 59.0 -54 32 AD= 3.3	E(B-V)= 1.09 ±0.03	V ₀ -M _v = 13.7 ±0.3	Kommentar 172, 78 M _v Gew													
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Mpos	x	EB	y	W EB	RB	M RG	V	B-V	U-B	n	Va	B-Va	U-Bo	Mv	Gew
Nr.	7	B21ek, Ha	0.4	0.71							13.25	0.99	-0.42	4	9.64	-0.10	-1.26	-4.06	0.71 E
Nr.	72	r	1.4	0.48							14.05	1.00	-0.24	0	10.43	-0.09	-1.07	-3.27	0.48
Nr.	101	B1V	4.8	0.00							13.78	0.79	-0.08	0	10.23	-0.30	-0.90	-3.47	0.00
Nr.	353	B+	9 58.92 -54 32.9	1.1	0.56						12.36	0.92	0.50	1	8.77	-0.17	-0.28	-4.93	0.56 K
NGC 3247	II112+	B8	10 24.1 -57 41 AD= 8.5	E(B-V)= 0.25 ±0.02	V ₀ -M _v = 10.8 ±0.2	Kommentar 96, 181 M _v Gew													
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Mpos	x	EB	y	W EB	RB	M RG	V	B-V	U-B	n	Va	B-Va	U-Bo	Mv	Gew
HD 90578	r	10 24.15 -57 34.3	6.7	0.08							9.26	0.09	-0.78	3	8.44	-0.16	-0.96	-2.32	0.08
IC 2581	I3+??	B0	10 25.5 -57 23 AD= 8.0	E(B-V)= 0.42 ±0.04	V ₀ -M _v = 12.0 ±0.2	Kommentar 59, 61, 236 M _v Gew													
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Mpos	x	EB	y	W EB	RB	M RG	V	B-V	U-B	n	Va	B-Va	U-Bo	Mv	Gew
HDE 302842	B11V+	10 25.48 -57 24.0	1.0	0.60							9.81	0.26	-0.77	3	8.44	-0.16	-1.07	-3.56	0.60 KE
HDE 402840	B0.5V+	10 26.03 -57 21.5	4.5	0.27							9.71	0.15	-0.69	4	8.35	-0.27	-0.99	-3.65	0.27 KE
-56 1349	7	10 25.23 -57 21.2	2.8	0.57							11.05	0.36	-0.36	1	9.66	-0.06	-0.66	-2.34	0.57 K
NGC 3293	I3+??	B1	10 33.9 -57 58 AD= 9.3	E(B-V)= 0.31 ±0.07	V ₀ -M _v = 12.1 ±0.7	Kommentar *, 237, 68 M _v Gew													
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Mpos	x	EB	y	W EB	RB	M RG	V	B-V	U-B	n	Va	B-Va	U-Bo	Mv	Gew
HDE 303075	B11V+	10 33.9 -57 58	3.0	0.62							12.87	0.20	-0.75	6	8.96	-0.19	-0.97	-3.14	0.62
Nr.	32	B8V+	1.5	0.74							12.87	0.20	-0.16	2	11.85	-0.11	-0.37	-0.25	0.74 E

NBC 3324	13m	06	10 35.4 -58 22 AD= 8.5	E(B-V)= 0.45 ±0.05	V ₀ -M _v = 12.5 ±0.2	Kommentar 238,33,178												
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Upos	K	E _B	V	U-B	U	B-V	U-B	n	V ₀	B-V ₀	U-B ₀	M _v	Bew	
TH 35 74	?	10 35.15 -58 19.2	3.4	0.52			12.32	0.60	0.01	2	10.81	0.15	-0.30	-1.66	0.52	K		
Buchum 10	IV1p	b0.5	10 40.3 -58 53 AD= 15.0	E(B-V)= 0.35 ±0.08	V ₀ -M _v = 12.8 ±0.1	Kommentar 178,65												
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Upos	K	E _B	V	U-B	U	B-V	U-B	n	V ₀	B-V ₀	U-B ₀	M _v	Bew	
GLS 1786	OBce	10 40.48 -58 53.7	1.5	0.64			9.60	0.05	-0.76	2	8.47	-0.30	-1.01	-4.33	0.64			
IC 2602	I13m	B0	10 41.4 -64 8 AD= 61.9	E(B-V)= 0.04 ±0.02	V ₀ -M _v = 5.9 ±0.2	Kommentar 25,256,100												
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Upos	K	E _B	V	U-B	U	B-V	U-B	n	V ₀	B-V ₀	U-B ₀	M _v	Bew	
HD 92066	B7/B9Ve	10 34.26 -63 58.9	47.7	0.02	-0.30	-0.30	0.19	-8.9	0.29	8.40	0.00	-0.43	0	8.27	-0.04	-0.46	2.32	0.71
Tr 15	IV7?	b0	10 42.7 -54 6 AD= 4.5	E(B-V)= 0.48 ±0.07	V ₀ -M _v = 12.1 ±0.2	Kommentar *,64,181												
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Upos	K	E _B	V	U-B	U	B-V	U-B	n	V ₀	B-V ₀	U-B ₀	M _v	Bew	
HD 93190	B01V/Fe	10 42.38 -59 1.2	5.4	0.00			8.58	0.33	-0.82	2	7.01	-0.15	-1.17	-5.06	0.00			
HD 303304	Ose	10 44.68 -59 21.0	21.3	0.00			9.67	0.40	-0.69	2	8.09	-0.08	-1.04	-3.98	0.00			
Tr 16	IV7?	05	10 43.2 -59 27 AD= 11.5	E(B-V)= 0.49 ±0.02	V ₀ -M _v = 12.4 ±0.2	Kommentar *,233												
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Upos	K	E _B	V	U-B	U	B-V	U-B	n	V ₀	B-V ₀	U-B ₀	M _v	Bew	
HD 93308	cB1J	10 43.10 -59 25.6	1.6	0.64			6.22	0.62	-0.46	0	4.58	0.13	-0.81	-7.77	0.64			
Buchum 11	I13p	0	10 45.3 -59 50 AD= 2.0	E(B-V)= 0.54 ±0.02	V ₀ -M _v = 12.8 ±0.2	Kommentar 178												
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Upos	K	E _B	V	U-B	U	B-V	U-B	n	V ₀	B-V ₀	U-B ₀	M _v	Bew	
SLC 1907	OBce	10 45.25 -59 50.0	0.4	0.65			8.40	0.27	-0.78	2	6.65	-0.27	-1.18	-6.13	0.65			

Stock 14 IIIp b0.5 11 41.6 -62 13 E(B-V)= 0.26 Vo-Mv= 12.1 AB= 12.0 ±0.2															Kommentar 17B			
Name	Typ	Alpha	1950 Delta	r	Mpos	X	E(B-V)	M	E(B-V)	U	B-V	U-B	n	Vo	B-Vo	U-Bo	Mv	Gew
HD 101794 B1.5Ve		11 40.04	-62 12.0	10.9	0.02					8.65	0.03	-0.76	2	7.81	-0.23	-0.94	-4.26	0.02
NGC 4052 IIIp B3 11 59.3 -62 55 E(B-V)= 0.28 Vo-Mv= 11.7 AB= 11.2 ±0.2															Kommentar 54, 162			
Name	Typ	Alpha	1950 Delta	r	Mpos	X	E(B-V)	M	E(B-V)	U	B-V	U-B	n	Vo	B-Vo	U-Bo	Mv	Gew
HDE 309460		11 59.34	-62 47.4	7.6	0.15					10.25	0.48	-0.37	0	9.31	0.20	-0.76	-2.35	0.15
HDE 309467 ?		11 59.30	-62 58.6	3.8	0.55					10.02	0.04	-0.50	2	9.11	-0.24	-0.70	-2.55	0.55 K
NGC 4103 I3m DB 12 4.1 -60 58 E(B-V)= 0.28 Vo-Mv= 11.4 AB= 9.3 ±0.2															Kommentar 135, 137, 16			
Name	Typ	Alpha	1950 Delta	r	Mpos	X	E(B-V)	M	E(B-V)	U	B-V	U-B	n	Vo	B-Vo	U-Bo	Mv	Gew
-60 3739 ?		12 4.04	-60 58.5	0.7	0.74	-0.09	0.02	0.79s		9.95	0.11	-0.08	4	9.03	-0.17	-0.27	-2.36	2.43 K
-60 3746 B2IIVe		12 4.26	-60 59.6	2.0	0.68	-0.03	0.02	0.84s		9.41	0.09	-0.63	4	8.49	-0.19	-0.83	-2.90	2.48 K
NGC 4463 I3p B1 12 27.1 -64 31 E(B-V)= 0.44 Vo-Mv= 10.5 AB= 5.8 ±0.4															Kommentar 176			
Name	Typ	Alpha	1950 Delta	r	Mpos	X	E(B-V)	M	E(B-V)	U	B-V	U-B	n	Vo	B-Vo	U-Bo	Mv	Gew
Han 794 IIIp		12 26.77	-64 33.0	2.9	0.36					10.46	0.30	-0.20	1	9.02	-0.14	-0.51	-1.45	0.36 K
HD 108719 IIIbVe		12 27.12	-64 30.6	0.4	0.71					8.41	0.21	-0.63	4	8.98	-0.23	-0.95	-3.49	0.71
NGC 4609 IIIp b3 12 39.4 -62 42 E(B-V)= 0.36 Vo-Mv= 10.6 AB= 5.0 ±0.4															Kommentar 67			
Name	Typ	Alpha	1950 Delta	r	Mpos	X	E(B-V)	M	E(B-V)	U	B-V	U-B	n	Vo	B-Vo	U-Bo	Mv	Gew
HD 110432 B2IIVe		12 39.89	-62 47.1	6.1	0.00					5.34	0.22	-0.84	18	4.16	-0.14	-1.10	-6.44	0.00 K
NGC 4755 I3p E3 12 50.6 -60 4 E(B-V)= 0.40 Vo-Mv= 11.8 AB= 11.0 ±0.01															Kommentar 130, 108			
Name	Typ	Alpha	1950 Delta	r	Mpos	X	E(B-V)	M	E(B-V)	U	B-V	U-B	n	Vo	B-Vo	U-Bo	Mv	Gew
-59 4513 ?		12 49.61	-60 2.0	7.7	0.10					10.45	0.32	-0.62	3	9.13	-0.08	-0.90	-2.67	0.10 K
-59 4515 ?		12 49.64	-60 3.9	7.2	0.14					10.80	0.29	-0.60	3	9.48	-0.11	-0.89	-2.32	0.14 K
-59 4546 B2IIVe		12 50.66	-60 7.5	3.5	0.62					9.73	0.22	-0.72	3	8.42	-0.18	-1.01	-3.38	0.62 E
B1.5IIVe		12 50.62	-60 5.2	1.2	0.75					9.56	0.13	-0.61	1	8.26	-0.27	-0.90	-3.54	0.75
-59 4539 B2IIVe		12 50.88	-60 7.1	3.7	0.60					9.88	0.22	-0.65	3	8.57	-0.18	-0.94	-3.23	0.60 E
-59 4561 B2IIVe		12 50.88	-60 7.6	4.2	0.55					10.19	0.24	-0.67	-1	8.88	-0.16	-0.96	-2.92	0.55 E

Pisais 20	13+7	E0	15 11.5 -58 53 AD= 4.5	E(B-V)= 1.15 ±0.04	Vo-Mv= 11.6 ±0.2	Kommentar 158, 100													
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	μpos	x	EB	y	M EB	RG	M RG	V	B-V	U-B	n	Vo	B-Vo	U-Bo	Mv	Gen
HD 134959	B2Ite	15 11.42 -58 53.3	0.7	0.69								8.20	0.93	-0.07	3	4.42	-0.22	-0.94	-7.16 0.69
										RG= 3.0 ±4.0									
NGC 6025	II2p	?	15 59.4 -60 22 AD= 12.8	E(B-V)= 0.14 ±0.01	Vo-Mv= 9.7 ±0.1	Kommentar 132													
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	μpos	x	EB	y	M EB	RG	M RG	V	B-V	U-B	n	Vo	B-Vo	U-Bo	Mv	Gen
HD 143448	B1.5Ve	15 59.47 -60 21.6	0.7	0.69								7.29	0.07	-0.80	3	6.04	0.21	0.90	-2.06 0.69 KE
NGC 6087	I2p	B5	16 14.7 -57 47 AD= 16.6	E(B-V)= 0.13 ±0.01	Vo-Mv= 9.6 ±0.1	Kommentar *, 136													
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	μpos	x	EB	y	M EB	RG	M RG	V	B-V	U-B	n	Vo	B-Vo	U-Bo	Mv	Gen
-57 7791	B80(c)	16 14.23 -57 44.3	4.6	0.62								9.70	0.09	-0.26	0	9.27	-0.04	-0.35	-0.30 0.62 E
HD 146324	B8e	16 14.67 -57 48.4	1.6	0.71								7.94	0.07	-0.34	4	7.52	-0.06	-0.43	-2.05 3.57 KE
HD 146484		16 15.45 -57 48.9	6.3	0.52								9.41	0.09	-0.29	0	8.98	-0.04	-0.38	-0.59 0.52
NGC 6167	II3m	b7	16 30.6 -49 30 AD= 15.0	E(B-V)= 0.89 ±0.05	Vo-Mv= 11.1 ±0.1	Kommentar 179, 181													
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	μpos	x	EB	y	M EB	RG	M RG	V	B-V	U-B	n	Vo	B-Vo	U-Bo	Mv	Gen
-49 10773	?	16 30.34 -49 29.8	2.5	0.68								10.56	0.70	-0.33	3	7.64	-0.19	-0.99	-3.51 0.48 K
Hen 1210	?	16 30.60 -49 22.0	8.0	0.32								12.28	0.68	-0.38	3	9.36	-0.21	-1.04	-1.79 0.32 K
HDE 330950	B1Ve	16 30.96 -49 26.8	4.7	0.59								9.48	0.50	-0.53	7	6.61	-0.39	-1.20	-4.54 0.59 KE
Hoss 22	I0??	09	16 43.0 -47 1 AD= 1.5	E(B-V)= 0.66 ±0.04	Vo-Mv= 11.5 ±0.2	Kommentar *, 176, 79													
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	μpos	x	EB	y	M EB	RG	M RG	V	B-V	U-B	n	Vo	B-Vo	U-Bo	Mv	Gen
HD 150958	B7Ve-0F4	16 42.86 -46 59.5	2.1	0.00								7.29	0.32	-0.66	2	5.16	-0.34	-1.15	-6.35 0.00 K
NGC 6231	I3-	09	16 50.5 -41 43 AD= 16.3	E(B-V)= 0.42 ±0.03	Vo-Mv= 11.4 ±0.2	Kommentar 48, 26, 219													
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	μpos	x	EB	y	M EB	RG	M RG	V	B-V	U-B	n	Vo	B-Vo	U-Bo	Mv	Gen
HD 152235	B1Iae	16 50.46 -41 54.8	11.8	0.10								6.31	0.51	-0.50	4	4.91	0.09	-0.79	-6.46 2.15 K
HD 152236	B1Iae	16 50.46 -42 6.7	13.9	0.00								4.74	0.48	-0.56	3	3.34	0.06	-0.86	-8.05 1.60 K
HD 152291	B2Ite	16 50.92 -40 34.1	6.1	0.00								8.71	0.16	-0.82	0	7.35	-0.26	-1.13	4.04 1.51 K
HDE 326327	B1.5Iae	16 50.12 -41 42.1	6.1	0.00								9.79	0.75	-0.58	9	8.42	-0.17	-0.88	-2.97 2.38 E

NGC 6425		IIp	B9	17 43.7 -31 31 AD= 10.3	E(B-V)= 0.50 ±0.03	V0-Mv= 9.5 10.2	Kommentar 232, 162														
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	μpos	κ	EB	μ	EB	κ	μ	κ	U	B-V	U-B	n	Uo	B-Uo	U-Bo	Mv	Gen	
HDE 318101		17 43.78 -31 31.4	1.1	0.71									10.82	0.22	0.07	0	9.20	-0.28	-0.27	-0.30	0.71
Kommentar 16, 161																					
NGC 6451	IIIf	>a		17 47.5 -30 12 AD= 7.1	E(B-V)= 0.09 ±0.01	V0-Mv= 10.7	Kommentar 16, 161														
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	μpos	κ	EB	μ	EB	κ	μ	κ	U	B-V	U-B	n	Uo	B-Uo	U-Bo	Mv	Gen	
HDE 316436 B3-e		17 48.08 -30 7.4	8.8	0.00									10.25	0.46	-0.17	4	9.94	0.37	-0.22	1.18	0.00 K
Kommentar 16, 162																					
NGC 6520	I2m	bB		18 0.2 -27 54 AD= 5.6	E(B-V)= 0.35 ±0.03	V0-Mv= 11.1 10.7	Kommentar 16, 162														
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	μpos	κ	EB	μ	EB	κ	μ	κ	U	B-V	U-B	n	Uo	B-Uo	U-Bo	Mv	Gen	
27 12309 ?		18 0.03 -27 33.5	2.3	0.49									10.94	0.21	0.26	3	9.79	-0.14	0.51	-1.40	0.49 K
Kommentar #, 196, B																					
NGC 6530	IIfm	0p		18 1.7 -24 20 AD 13.2	E(B-V) 0.35 ±0.10	V0-Mv= 11.3 10.1	Kommentar #, 196, B														
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	μpos	κ	EB	μ	EB	κ	μ	κ	U	B-V	U-B	n	Uo	B-Uo	U-Bo	Mv	Gen	
H0 164906 B0ne		18 1.37 -24 33.8	5.9	0.45									7.47	0.17	-0.82	4	6.32	-0.18	-1.07	-4.98	0.47 K
H0 164947 B5ee		18 1.64 -24 21.1	1.7	0.70									0.89	0.07	-0.60	3	7.74	-0.20	0.14	3.56	0.70 K
H0 165133 B9ae		18 2.45 -24 17.4	12.8	0.01									9.35	0.07	-0.66	2	8.22	-0.28	0.91	-3.08	0.01 K
-24 13874 10?		18 2.76 -24 18.6	13.1	0.05									11.17	0.85	-0.28	2	9.96	0.50	-0.52	-1.34	0.00 K
H0 164865 B91abe		18 1.20 -24 11.4	11.0	0.05									7.64	0.33	0.17	5	6.43	0.40	-0.06	-4.87	0.05 K
MFW 32 B3ve													10.40	0.14	-0.54	0	9.24	-0.21	-0.79	-2.06	2.48 E
HDE 315032 B2vne		18 1.18 -24 23.5	2.2	0.25									9.19	0.05	-0.77	0	8.06	-0.30	-1.02	-3.24	2.05
HDE 315023 B2.5vne		18 1.27 -24 18.0	8.7	0.25									10.08	0.15	-0.64	0	8.94	-0.20	-0.89	-2.36	0.40 E
-24 13829 B1.5vne		18 1.28 -24 21.6	6.0	0.45									9.09	0.12	-0.72	0	7.95	-0.23	-0.97	-3.35	2.29 E
-24 13830 B2ve		18 1.35 -24 23.0	6.0	0.44									9.76	0.22	-0.68	0	8.61	-0.15	-0.93	-2.78	2.18 E
MFW 60 B1ve													9.66	0.10	-0.66	0	8.52	-0.25	0.91	-2.78	2.49 E
MFW 61 B3ve													10.29	0.12	-0.61	0	9.15	-0.23	-0.86	-2.15	1.24 E
MFW 66 B2vne													10.17	0.11	-0.64	0	9.03	-0.24	-0.89	-2.32	2.40
MFW 70 B2.5vne													10.49	0.16	-0.58	0	9.35	-0.19	-0.83	-1.95	2.47
MFW 72 B2.5vne													10.67	0.13	-0.55	0	9.51	-0.27	-0.80	-1.77	2.51
HDE 315024 B2.5vne		18 1.47 -24 23.5	3.7	0.56									9.36	0.05	-0.70	0	8.43	-0.30	-1.03	-2.83	2.56 E
-24 13837 B1ve													9.40	0.07	-0.78	0	8.27	-0.28	-1.03	-3.03	0.56 E
MFW 83 B2.5vne													10.50	0.12	-0.60	0	9.36	-0.23	-0.85	-1.94	2.32 E
-24 13840 B2vne		18 1.50 -24 22.3	3.6	0.63									9.80	0.16	-0.58	0	8.66	-0.19	-0.83	-2.64	2.38 E
-24 13844 B2vne		18 1.60 -24 23.6	3.8	0.61									10.78	0.13	-0.51	0	9.64	-0.22	-0.76	-1.66	1.68 E
HDE 315035 B2.5vne		18 1.90 -24 28.0	8.4	0.20									10.76	0.30	-0.43	0	9.61	-0.05	-0.68	-1.69	1.72

NOC 6611 115m 017 18 16.0 -13.40 10.65 0.74 10.65 11.1 11.1 0.00 0.00 20.0 20.0
 Alt 19.6

Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Wpos	x	EB	y	W EB	RG	W RG	U	B-U	U-B	n	Vo	B-Uo	U-Bu	Mv	Gov	Kommentar
-13 4928 E0.50ue		18 15.88 -13 48.1	1.8 0.71	-0.70	0.60	0.81a		9.4	0.17	10.08	0.43	-0.61	2	7.60	-0.31	-1.16	-3.45	2.62	KE	
-13 4936 E0.1ue		18 16.34 -13 58.0	11.2 0.27	0.50	0.00	0.91a				9.70	0.61	-0.58	1	7.26	-0.13	-1.13	-3.87	2.72	KE	
MM 210		18 15.78 -13 49.1	3.4 0.60	0.60	-0.10	0.90a				11.41	0.47	-0.36	2	9.00	0.37	-1.11	-2.13	2.61		
MM 235		18 15.72 -13 47.6	1.5 0.71	0.90	-0.30	0.78a				11.00	0.83	-0.47	3	8.52	0.09	-1.02	-2.61	2.38		
MM 314 E0.1um??		18 15.92 -13 47.6	1.2 0.72	-0.60	-0.20	0.89a				9.92	0.62	-0.34	3	7.48	-0.12	-1.09	-3.63	2.62	E	
MM 351 E1e		18 16.01 -13 49.5	1.5 0.71	-0.20	-0.10	0.93a				11.26	0.46	-0.31	2	8.85	-0.28	-1.06	-2.28	2.70		
-13 4933		18 16.25 -13 50.1	4.2 0.66	0.40	0.30	0.91a				10.71	0.42	-0.61	3	8.31	-0.32	-1.18	-2.82	2.61	K	

NOC 6618 III2+ ? 18 17.9 -16 12 10.7 10.7 10.7 10.7 0.00 0.00 20.0 20.0
 AD= 16.7

Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Wpos	x	EB	y	W EB	RG	W RG	U	B-U	U-B	n	Vo	B-Uo	U-Bu	Mv	Gov	Kommentar
H0 168607 E97ap		18 18.36 -16 24.0	13.7 0.06								8.28	1.54	0.41	3	7.00	1.19	0.18	-3.71	0.06	K
H0 168625 E81de		18 18.44 -16 23.9	14.2 0.05								8.37	1.41	0.37	3	7.11	1.06	0.14	-3.60	0.05	K

IC 4725 I2+ B4 18 28.7 -19 17 10.7 10.7 10.7 10.7 0.00 0.00 20.0 20.0
 AD= 31.4

Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Wpos	x	EB	y	W EB	RG	W RG	U	B-U	U-B	n	Vo	B-Uo	U-Bu	Mv	Gov	Kommentar
H0 170482 E89		18 28.46 -19 11.7	6.3 0.61	0.00	0.50	0.32		4.1	1.00	7.92	0.33	-0.16	4	6.25	-0.18	-0.52	-2.75	2.29	KE	
AS 5033 E7.5IU-U		18 28.52 -19 11.3	6.3 0.61							9.35	0.37	-0.15	0	7.58	-0.14	-0.51	-1.43	0.61	E	
AS 5040 E7.0ue		18 28.60 -19 18.0	1.7 0.65	-0.90	0.00	0.39				10.26	0.40	-0.10	4	8.59	-0.11	-0.45	-1.41	1.48	KE	
19 5041 E3e		18 28.79 -19 9.2	7.9 0.58							8.77	0.39	-0.18	3	7.09	0.17	0.32	1.91	0.50	KE	
H0 1707 E3e		18 28.90 -19 10.0	7.4 0.59							9.23	0.48	-0.10	2	7.54	-0.03	-0.45	-1.46	0.59	K	
H0 170835 E2.5Uue		18 29.15 -19 15.0	9.4 0.55							8.82	0.23	-0.53	0	7.17	-0.38	-0.88	-1.83	0.55		
-19 5055 E2e		18 29.47 -19 0.8	19.5 0.19							9.62	0.43	0.10	5	7.94	-0.09	-0.25	-1.06	0.19	K	

NOC 6649 II2m >2 18 30.7 -10 26 10.7 10.7 10.7 10.7 0.00 0.00 20.0 20.0
 Alt 7.7

Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Wpos	x	EB	y	W EB	RG	W RG	U	B-U	U-B	n	Vo	B-Uo	U-Bu	Mv	Gov	Kommentar
IC 6 27		18 30.70 -10 27.0	1.0 0.70							12.34	1.34	0.49	2	7.26	-0.03	-0.32	-3.12	0.70	K	
Mr. 58		18 30.70 -10 27.0	0.3 0.70							11.77	1.30	0.08	0	7.20	-0.07	-0.97	-3.48	0.72		
		18 30.70 -10 27.0	2.5 0.58							12.70	1.37	0.82	4	7.62	-0.05	-0.18	-3.26	0.58		

NOC 6709 II12m E5 18 49.1 10 17 10.7 10.7 10.7 10.7 0.00 0.00 20.0 20.0
 Alt= 12.1

Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Wpos	x	EB	y	W EB	RG	W RG	U	B-U	U-B	n	Vo	B-Uo	U-Bu	Mv	Gov	Kommentar
Nr. 10 AOV		18 48.60 10 14.3	7.9 0.19							10.88	0.18	-0.08	0	9.83	-0.14	-0.30	-0.17	0.18	E	

NBC 61182	113+	B4	20	9.6	26.24	E(B-U)=	0.08	Vo-Mv=	7.2	U-B	0.40	-0.13	Kommentar							
			Alt=	11.8			±0.01		10.1		±0.30	±0.30	*, 116, 113, 208							
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Wpos	x	EB	x	W EB	RG	U	B-U	n	Vo	B-Vo	U-Bo	Mv	Gew			
HDE 339669		20	9.41	26.24.1	2.6	0.64	-0.20	-0.40	0.68		10.49	0.42	-0.47	0	10.22	0.34	-0.52	1.06	2.10	
NGL 6885	1113+	B4	20	9.9	26.20	E(B-U)=	0.08	Vo-Mv=	7.5	U-B	0.09	-0.54	Kommentar							
			Alt=	15.4			±0.01		10.1		±0.20	±0.20	*, 116, 113, 208							
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Wpos	x	EB	x	W EB	RG	U	B-U	n	Vo	B-Vo	U-Bo	Mv	Gew			
HD 192044	B0Vne	20	9.91	26.19.7	0.3	0.68	0.30	-0.90	0.58		5.89	0.12	-0.43	2	5.63	-0.20	-0.48	-1.90	1.92	KE
IC 4994	14+	γ	20	14.6	37.29	E(B-U)=	0.64	Vo-Mv=	11.2	U-B	-0.35	-0.15	Kommentar							
			Alt=	6.6			±0.03		10.2		±0.23	±0.24	117, 207, 100							
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Wpos	x	EB	x	W EB	RG	U	B-U	n	Vo	B-Vo	U-Bo	Mv	Gew			
HD 228658	γ	20	14.29	37.24.1	6.1	0.01	-0.10	-0.20	0.86		10.20	0.38	-0.49	0	8.12	-0.26	-0.96	-3.08	1.05	
NRC 6910	12+	B0	20	21.3	40.37	E(B-U)=	1.02	Vo-Mv=	10.5	U-B	-0.10	0.59	Kommentar							
			Alt=	14.6			±0.08		±0.2		±0.50	±0.50	40, 100, 105							
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Wpos	x	EB	x	W EB	RG	U	B-U	n	Vo	B-Vo	U-Bo	Mv	Gew			
HD 194279	B1.5Iae	20	21.52	40.35.8	2.8	0.67	0.00	1.00	0.44	-33.5	1.00	7.01	1.03	-0.03	0	3.60	0.01	-0.79	-6.90	2.61
NBC 6913	1113+	B0	20	22.1	38.22	E(B-U)=	1.02	Vo-Mv=	10.5	U-B	0.01	0.02	Kommentar							
			Alt=	9.0			±0.03		±0.2		±0.26	±0.21	116, 40, 201							
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Wpos	x	EB	x	W EB	RG	U	B-U	n	Vo	B-Vo	U-Bo	Mv	Gew			
HD 229231	B01/11+	20	21.92	38.20.3	2.7	0.57	0.06	-0.23	0.835		9.20	0.92	-0.19	0	5.82	0.10	-0.95	-4.67	2.34	
HD 229239	B01/11+	20	22.26	38.29.8	8.0	0.03	0.30	0.24	0.725		8.92	0.87	0.15	0	5.56	0.15	-0.91	-4.93	1.58	
IC 37	113+	B5	21	37.5	57.14	E(B-U)=	0.51	Vo-Mv=	10.0	U-B	0.01	0.02	Kommentar							
			Alt=	61.3			±0.03		±0.2		±0.26	±0.21	116, 40, 201							
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Wpos	x	EB	x	W EB	RG	U	B-U	n	Vo	B-Vo	U-Bo	Mv	Gew			
457 2354	B1/1Vne	21	35.48	57.54.9	42.2	0.03					8.56	0.44	-0.35	4	6.88	-0.07	-0.71	-3.12	0.03	
457 2358	B1/1Vne	21	47.66	57.34.5	18.2	0.14					10.13	0.33	0.33	3	8.46	0.10	0.69	1.54	0.14	F
457 2374	B0/1Vne	21	40.84	57.30.4	30.6	0.09					6.79	0.27	0.84	3	5.14	0.29	1.27	4.86	0.09	E
457 2476	B2.5Vne	21	41.02	58.01.0	22.9	0.01					9.74	0.30	-0.38	3	8.08	-0.21	-0.74	1.92	0.01	E
458 2490	B1/1Vne	21	43.04	58.49.6	103.4	0.00					9.50	0.24	0.57	5	7.85	-0.27	-0.94	-2.15	0.00	

NGC 7160	113+	B2	21 52.3	62 22	$E(B-V) = 0.54$ ±0.04	$V_0-M_V = 9.2$ 10.2	RG=	-25.0 14.0	Kommentar *, 16, 217										
			AD= 8.5																
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Mpos	x	EB	y	W EB	V	B-V	U-B	n	V_0	B-V	U-V	U-B	Hv	Bew	
H0 208392	B0.5Vne	21 52.36	62 22.7	0.6	0.69				-26.2	0.98	7.04	0.27	-0.58	3	5.29	-0.27	-0.97	-3.94	1.66
NGC 7380	1113+N 09	22 45.2	57 51	$E(B-V) = 0.59$ ±0.04	$V_0-M_V = 12.4$ 10.4	RG=	-38.0 14.0	Kommentar 167, 121											
		AD= 8.7																	
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Mpos	x	EB	y	W EB	V	B-V	U-B	n	V_0	B-V	U-V	U-B	Hv	Bew	
45/ 2615	B6Vne	22 45.81	57 52.8	5.2	0.25	0.40	-0.70	0.35	10.19	0.40	-0.12	0	0.26	-0.19	-0.54	-4.54	1.00		
H0 245605	B2Vne	22 43.32	57 35.3	22.1	0.00	0.70	-0.40	0.35	9.43	0.25	0.32	0	7.53	-0.34	0.74	-3.27	0.76		
H11 1160	B0IIpne	22 45.74	57 1.0	50.9	0.00				10.10	0.45	-0.65	0	8.24	-0.14	-1.08	-4.56	0.00		
LS 157 90	0Re	22 45.84	57 49.3	5.9	0.17	0.50	-0.20	0.60	10.64	0.47	-0.74	0	8.71	-0.17	1.18	-4.09	1.46		
NGC 7654	12r	B7	23 22.0	61 19	$E(B-V) = 0.57$ ±0.03	$V_0-M_V = 10.0$ 10.2	RG=	-35.0 14.0	Kommentar 49, 22, 155										
			AD= 13.5																
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Mpos	x	EB	y	W EB	V	B-V	U-B	n	V_0	B-V	U-V	U-B	Hv	Bew	
Bond 782	B6V	23 22.25	61 19.7	1.9	0.74				10.45	0.57	-0.05	0	8.56	0.00	-0.45	-2.27	0.74	E	
Bond 778	T			1.7	0.75	0.20	0.40	0.98	11.90	0.56	-0.02	0	10.01	-0.01	-0.42	-0.82	2.04		
Bond 930	T			2.9	0.71	0.50	0.50	0.89	11.57	0.51	-0.11	0	9.69	-0.06	-0.51	-1.14	3.29		
Bond 989	T			3.5	0.68	0.30	0.20	0.91	11.85	0.41	-0.06	0	9.98	-0.16	-0.46	-0.85	2.62		

Assoziationen

NGC 6334 OB 17 18.6 -35 40 E(B-V)= 0.00 V₀-M_v= 11.2
AD= 30.0 ±0.0 Kommentar 180

Name	Type	Alpha 1950	Delta	r	Mpos	x	EB	M	WEB	RG	WRG	V	B-V	U-B	n	V ₀	B-V ₀	U-B ₀	M _v	Gen
LS 4093	80.5Vre	17 17.09	-35 41.0	18.9	0.01							10.70	0.73	-0.25	3	7.62	-0.21	-0.95	-3.58	0.20
LS 4095	81e Phot	17 17.20	-36 2.5	28.4	0.20							11.65	1.03	-0.10	4	7.51	-0.23	-1.07	-3.69	0.01

Sgr OB1 06.5 18 4.9 -21 28 E(B-V)= 0.00 V₀-M_v= 11.6
AD=240.0 ±0.0 Kommentar 119

Name	Type	Alpha 1950	Delta	r	Mpos	x	EB	M	WEB	RG	WRG	V	B-V	U-B	n	V ₀	B-V ₀	U-B ₀	M _v	Gen
HD 165285	80.5Vre	18 3.01	-19 57.6	94.2	0.01							8.59	0.42	-0.72	4	6.44	-0.24	-1.21	-4.56	0.97 K
HD 166524	80Vre	18 8.83	-18 23.8	192.4	0.01							9.91	0.46	-0.53	1	7.66	-0.23	-1.04	-3.34	0.00 K

Sin 188 OB 18 6.7 -23 39 E(B-V)= 0.00 V₀-M_v= 10.7
AD=240.0 ±0.2 Kommentar 112

Name	Type	Alpha 1950	Delta	r	Mpos	x	EB	M	WEB	RG	WRG	V	B-V	U-B	n	V ₀	B-V ₀	U-B ₀	M _v	Gen
HD 166056	82Vre	18 6.90	-24 7.2	27.6	0.01							10.01	0.34	-0.57	0	8.18	-0.22	-0.97	-2.52	0.01
LKH 127	8e	18 6.57	-23 26.1	13.8	0.01							12.27	0.40	-0.10	0	10.56	-0.12	-0.47	-0.14	0.01

Sgr OB7 06 18 11.7 -20 28 E(B-V)= 0.00 V₀-M_v= 11.2
AD=240.0 ±0.2 Kommentar 119

Name	Type	Alpha 1950	Delta	r	Mpos	x	EB	M	WEB	RG	WRG	V	B-V	U-B	n	V ₀	B-V ₀	U-B ₀	M _v	Gen
-20 5060	80Vre	18 12.64	-20 21.8	14.6	0.01							8.86	0.20	-0.80	3	7.43	-0.24	-1.12	-3.77	0.01

Gas	OBJ	04	0 53.0 63 24	E(B-V)= 0.00	U ₀ -M ₀ = 10.2	119
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r Wpos	r	U	Mv
HD 674	Red Dwarf	0 39.47 63 46.6	97.5 0.01			
				10.7% 0.07 0.26 0	7.11 -0.24 -1.10 -3.69 0.01	
Gas	OBJ	09	0 29.6 62 25	E(B-V)= 0.00	U ₀ -M ₀ = 10.2	119
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r Wpos	r	U	Mv
HD 33	Red Dwarf	0 26.00 62 48.0	23.2 0.01			
				10.49 0.39 -0.60 0 8.49 -0.23 -1.06 -3.83 0.01		
Gas	OBJ	08	0 57.7 61 14	E(B-V)= 0.00	U ₀ -M ₀ = 12.0	119
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r Wpos	r	U	Mv
HD 1746	Red Dwarf	23 54.20 60 57.0	459.6 0.00			
				9.84 0.43 -0.52 0 7.72 -0.22 -1.00 -4.28 0.00		
Gas	OBJ	08	2 11.0 57 5	E(B-V)= 0.00	U ₀ -M ₀ = 11.8	156
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r Wpos	r	U	Mv
HD 12850	Red Dwarf	2 4.43 56 52.1	55.2 0.01			
HD 13501	Red Dwarf	2 5.96 56 45.3	45.7 0.01			
HD 13519	Red Dwarf	2 9.20 57 27.5	26.8 0.01			
HD 13690	Red Dwarf	2 13.63 56 37.3	39.7 0.01			
HD 13691	Red Dwarf	2 14.73 56 40.2	36.4 0.01			
HD 13692	Red Dwarf	2 14.79 56 37.2	41.7 0.01			
HD 13693	Red Dwarf	2 19.86 56 34.2	131.7 0.01			
HD 14005	Red Dwarf	2 20.05 56 30.9	86.6 0.01			
				0.54 0.24 -0.77 4 6.59 -0.24 -1.12 -5.24 0.01		
				8.66 0.13 -0.73 0 7.52 -0.22 -0.99 -4.29 0.01		
				9.69 0.17 0.63 0 7.73 -0.23 -1.02 -4.90 0.01		
				0.51 0.19 0.63 3 7.22 -0.21 -1.02 -4.90 0.01		
				9.67 0.17 0.70 0 8.59 -0.24 -1.11 -4.00 0.01		
				9.67 0.19 -0.66 0 8.59 -0.24 -1.05 -3.60 0.01		
				9.80 0.24 -0.77 0 7.22 -0.25 -1.18 -4.58 0.01		
				9.84 0.27 -0.73 4 7.68 -0.24 -1.13 -4.12 0.01		
Gas	OBJ	K	4 53.7 30 4	E(B-V)= 0.00	U ₀ -M ₀ = 10.7	192
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r Wpos	r	U	Mv
HD 31293	Red Dwarf	4 52.57 30 28.4	29.9 0.01			
				7.08 0.12 0.05 0 6.55 -0.04 -0.05 0.85 0.01		

Orl 0B1 0B 5 28.9 -2 43 E(B-V)= 0.00 V₀-M_v= 8.1 ER(X,Y)= -0.03 -0.10
AD=240.0 10.2 10.03 10.50 *252,253,5,145,99,146

Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Upos	x	EB	y	M	EB	RG	U	B-V	U-B	n	V ₀	B-V ₀	U-B ₀	M _v	Gew	
HD 14959 B7IIInSh	5	18.63	3	57.1	428.7	0.00	-0.11	-0.80	0.29			6.59	-0.09	-0.49	10	6.46	-0.11	-0.52	-1.64	0.62
HD 35439 B10I>e	2	22.15	2	49.1	289.4	0.00	-0.06	-0.20	0.80			4.95	-0.21	-0.92	21	4.95	-0.15	-0.92	-1.15	1.70
HD 36012 B3Ve	2	26.20	2	7.3	293.3	0.00	-0.14	1.35	0.08			7.34	-0.12	-0.60	4	7.23	-0.15	-0.62	-0.55	0.13
HD 37330 B7Ve	2	35.31	0	56.4	239.5	0.00	-0.14	-0.05	0.17			7.47	-0.11	-0.54	6	7.37	-0.14	-0.58	-0.73	0.36
HD 37490 B3IIIn	5	36.54	4	5.7	424.4	0.00	0.03	0.10	0.09			4.50	-0.08	-0.81	0	4.41	-0.20	-0.90	-3.99	1.90

Orl 0B1d 0B 5 26.0 0 0 E(B-V)= 0.00 V₀-M_v= 8.3 ER(X,Y)= -0.03 -0.10
AD=240.0 10.4 10.03 10.50 *252,253,5,145,99,146

Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Upos	x	EB	y	M	EB	RG	U	B-V	U-B	n	V ₀	B-V ₀	U-B ₀	M _v	Gew	
HD 35972 B8Ve	5	25.86	0	44.5	44.5	0.01						8.84	-0.07	-0.27	0	8.25	-0.11	-0.39	-0.05	0.01
HD 29430 B8Ve	5	25.86	0	44.5	44.5	0.01						10.03	0.29	-0.14	0	8.63	-0.12	-0.42	-0.38	0.01

Orl 0B1 0B 6 6.8 21 36 E(B-V)= 0.00 V₀-M_v= 10.3 ER(X,Y)= -0.03 -0.10
AD=360.0 10.2 10.03 10.50 *252,253,5,145,99,146

Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Upos	x	EB	y	M	EB	RG	U	B-V	U-B	n	V ₀	B-V ₀	U-B ₀	M _v	Gew	
HD 43703	6	15.61	23	1.7	149.3	0.00						8.62	0.42	-0.53	0	6.53	-0.22	-1.00	-4.37	0.00

Orl 0B1 0B 6 30.4 8 52 E(B-V)= 0.00 V₀-M_v= 9.5 ER(X,Y)= -0.03 -0.10
AD=420.0 10.0 10.03 10.50 *252,253,5,145,99,146

Name	Type	Alpha 1950 Delta	r	Upos	x	EB	y	M	EB	RG	U	B-V	U-B	n	V ₀	B-V ₀	U-B ₀	M _v	Gew	
HD 45146 Bae	6	23.40	8	0.3	113.4	0.00						9.88	-0.07	-0.76	2	9.49	-0.19	-0.85	-0.01	0.00
HD 45995 B2VIne	6	28.38	11	17.3	148.3	0.00						6.15	-0.08	-0.87	2	5.73	-0.21	-0.96	-3.77	0.00

Orl 0B2 0B 6 34.5 4 53 E(B-V)= 0.00 V₀-M_v= 11.0 ER(X,Y)= -0.03 -0.10
AD=360.0 10.1 10.03 10.50 *252,253,5,145,99,146

Name	Type	Alpha 1950 Delta	r	Upos	x	EB	y	M	EB	y	M	RG	U	B-V	U-B	n	V ₀	B-V ₀	U-B ₀	M _v	Gew
HD 256577 B2.0Vpe		6 21.28	8 19.7	285.5	0.00								9.48	0.13	-0.75	0	8.34	-0.22	-1.00	-2.66	0.00
HD 256575 B5.0Vpe		6 21.39	10 37.6	395.8	0.00								10.13	0.19	-0.17	3	9.15	-0.11	-0.37	-1.85	0.00
HD 45901 B1Vine		6 27.68	2 53.0	157.5	0.00								8.79	0.33	-0.66	2	6.97	-0.23	-1.07	-4.03	0.00
HD 45910 B3.1I>pe		6 27.87	5 84.2	116.4	0.00								6.77	0.32	-0.68	2	5.23	-0.15	-1.02	-5.77	0.00
HD 259440 B0.5Vine		6 30.31	5 50.4	84.9	0.00								9.17	0.95	-0.55	2	6.56	-0.25	-1.15	-4.44	0.00
HD 259431 B5Vine		6 30.32	10 21.6	334.4	0.00								8.74	0.28	-0.54	2	7.17	-0.20	-0.88	-3.83	0.00
ADS 5184A B1Vine		6 30.33	4 58.7	62.6	0.00								9.27	0.95	-0.55	3	6.66	-0.25	-1.15	-4.34	0.00
HD 259597 B1Vine		6 30.81	8 22.5	216.6	0.00								8.57	0.14	-0.72	2	7.40	-0.22	-0.98	-3.60	0.00
HD 259631 B1Vine		6 31.00	8 4.5	198.5	0.00								9.52	0.15	-0.69	3	8.35	-0.21	-0.95	-2.65	0.00
HD 44485 B0.5Vine		6 31.25	4 33.8	52.2	0.00								8.27	0.33	-0.68	3	6.41	-0.24	-1.10	-4.59	0.00
HD 47359 B0.5Vine		6 35.76	4 55.5	19.0	0.00								8.67	0.99	-0.69	3	6.98	-0.23	-1.07	-4.02	0.00

Mon	R2	R	6 27.7 AD=240.0	-9 25	E(B-V)= 0.00 ±0.00	Vo-Mv= 9.6 ±0.2	Kommentar 113, 109													
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Wpos	x	EB	w	W EB	RG	M	RG	V	B-V	U-B	n	Vo	B-Vo	U-Bo	Mv	Gen
HD 46060 B3n(e)			10.0 0.01									9.00	0.31	-0.44	0	7.40	-0.18	-0.79	-2.20	0.01
CHs 081	06.5	7 4.6 -10 23 AD=240.0						Vo-Mv= 10.3 ±0.3								RG= 4.0 ±7.0	114, 111, 192, 31, 112			
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Wpos	x	EB	w	W EB	RG	M	RG	V	B-V	U-B	n	Vo	B-Vo	U-Bo	Mv	Gen
HD 52721 B1Vne		6 59.48 -11 13.7	90.9 0.01									6.58	0.05	-0.77	0	5.73	-0.21	-0.96	-4.57	0.01
HD 53167 B0IVe		7 2.06 -10 22.7	37.5 0.01						20.0 0.14			6.98	0.44	-0.61	0	4.76	-0.24	-1.11	-5.54	0.15
NBC 2414	08	7 28.5 -15 12 AD=120.0						Vo-Mv= 13.1 ±0.1												
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Wpos	x	EB	w	W EB	RG	M	RG	V	B-V	U-B	n	Vo	B-Vo	U-Bo	Mv	Gen
SLS 423 B2Vne		7 25.59 -15 59.5	63.4 0.02									8.40	0.20	-0.76	1	7.00	-0.23	-1.07	-6.10	0.02
SLS 465 Be		7 28.37 -15 11.5	1.9 0.04									12.19	0.63	-0.43	1	9.38	-0.23	-1.08	-3.72	0.04
SLS 474 B1Vn		7 28.67 -16 16.8	64.9 0.02									11.44	0.44	-0.41	1	9.41	-0.18	-0.76	-3.69	0.02
SLS 508 OBn		7 30.48 -15 12.9	28.7 0.04									10.80	0.58	-0.61	0	8.13	-0.26	-1.23	-4.97	0.04
PUP 081	08	7 52.7 -26 57 AD=240.0						Vo-Mv= 11.5 ±0.2												
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Wpos	x	EB	w	W EB	RG	M	RG	V	B-V	U-B	n	Vo	B-Vo	U-Bo	Mv	Gen
-26 4881 B1Vnne		7 42.53 -26 49.4	136.3 0.00									9.16	0.19	-0.78	0	7.76	-0.24	-1.09	-3.74	0.00
-25 5191 B1Vnne			1.0 0.01									11.10	0.20	-0.78	0	9.67	-0.24	-1.10	-1.83	0.01
NBC 2439	08	7 38.9 -31 32 AD=240.0						Vo-Mv= 12.7 ±0.2												
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Wpos	x	EB	w	W EB	RG	M	RG	V	B-V	U-B	n	Vo	B-Vo	U-Bo	Mv	Gen
SLS 752 B3IIIne		7 43.98 -31 58.4	70.0 0.01									11.10	0.53	-0.58	2	8.56	-0.25	-1.16	-4.14	0.01
PUP 082	08	7 43.2 -27 40 AD=240.0						Vo-Mv= 13.2 ±0.2												
Name	Typ	Alpha 1950 Delta	r	Wpos	x	EB	w	W EB	RG	M	RG	V	B-V	U-B	n	Vo	B-Vo	U-Bo	Mv	Gen
SLS 085		7 55.30 28 34.0	167.5 0.00									10.96	0.35	-0.63	0	9.07	-0.23	-1.05	-4.13	0.00
SLS 909 09.5enn		7 57.34 28 46.1	193.6 0.00									10.07	0.30	-0.05	0	8.22	-0.27	-1.27	-4.98	0.11

6.2.2. Diskussion einzelner Sternaggregat und Sterne

Die Orientierung des Gesamtgewichts, mit dem die Sterne in die Analyse einfließen, orientierte sich an den drei Hauptkriterien. Als vierter Gesichtspunkt kommt der früheste Spektraltyp eines Sterns des Sternhaufens hinzu; der Hinweis wird in der Diskussion als Ausschlußkriterium verwendet, wenn die spektrale Unterklasse um mehr als fünf abweicht. Diese wenigen Fälle werden in der Diskussion genauer behandelt.

Weiterhin berücksichtige ich Vermerke über den Doppelsterncharakter. Spektroskopische (Hatten et. al., 1970) und Hedeckungsveränderliche Sterne (Kukarkin et. al., 1958 und Ergänzungen) werden grundsätzlich aus der Analyse ausgeschlossen, da durch die mitgeteilten Helligkeiten nicht korrigierbare Fehler auftreten. Für die visuellen Doppelsterne (Jeffers et. al., 1963) wird die Diskussion im einzelnen geführt. Der Abstand des Begleiters und dessen Helligkeit sind die wichtigsten Entscheidungshilfen, die berücksichtigt werden.

Die Diskussion enthält vor allem auch Kommentare zu den Daten, soweit Besonderheiten anzugeben sind (z.B. variable Verformung).

NGC 2247
HD 4610 154: Der Stern besteht aus zwei Komponenten (Nicollet, 1978), die getrennt gemessen worden sind. Den Emissionscharakter zeigt die Komponente 1.

NGC 457

HD 236689 : Ein visueller Doppelstern mit 2nd Abstand (2. Komponente V = 12m, Jeffers, 1963). Da die Trennung der beiden Komponenten unwahrscheinlich erscheint, wird der Stern nicht verwendet.

NGC 463

HD 1009

HD 1009

Ann

IC 1065

Q Per

Plejaden

NGC 1093

Nr. 4

NGC 1907

+35° 114

NGC 2119

HD 250209

NGC 2232

HD 46026

NGC 2244

HD 46056

: variable Verformung? (Sanduleak, 1979)

: Die einzelnen RG-Messungen des Sterns streuen stark. Der Mittelwert kann daher ungenau sein.

: Sternamer, loser Haufen, der sehr nah ist, mit wenigen, recht hellen Sternen. Die Mitgliedschaft läßt sich nur aus der Position ermitteln.

: variable Verformung? (Ishida, 1963), vgl. auch das DB6

: Die Position ist nicht sehr aussagekräftig, da es sich um einen recht nahen Haufen handelt. Dafür sind EG (es handelt sich leider um ältere Untersuchungen mit relativ großen Fehlern) und RG bekannt.

: Die Positionen sind nicht sehr aussagekräftig wegen der großen Ausdehnung des Haufens. Die EG ist in "1000 a angegeben.

: RG ist variabel (Jones, 1972), was auf Doppelsterncharakter hindeuten kann. Aus diesem Grund wird der Stern ausgeschlossen.

: Der früheste Spektraltyp des Haufens ist RG, die Mitgliedschaft eines DB6-Sterns erscheint unwahrscheinlich. Da er zudem nach Position und EG eher am Rande der Haufenverteilung liegt, wird der Stern ausgeschlossen.

: Visuelles Mehrfachsystem, Abstand zur Komponente B (V = 1m) 3143, Trennung ist möglich. Der Stern wird für die Analyse verwendet, jedoch muß die unsichere Klassifikation berücksichtigt werden.

: Visuelles Doppelsternsystem; die Komponente B mit einem Abstand von 50" ist gut zu trennen.

: Ein visueller Doppelstern (Abstand 10"); könnte getrennt gemessen werden.

- NGC 2564 : Der Haufen hat variable Verführung (Young, 1978).
LKH 15 : variabel? Kann für die Analyse nicht ge-
nommen werden.
Gr 140 : Die EB stammen aus dem SAO-Katalog.
NGC 2304 : Vis. D., Abstand 425, Trennung erschien et-
wofolreich.
NGC 2422 : Nach van Schewick (1966) ist der Stern ein-
deutig Mitglied des Haufens. (In seinen EB-
Daten ist vielleicht ein Druckfehler?)
Vis. D., Begleiter $V = 12^m$, Abstand 512
HD 61224 : Vis. D., Begleiter $V = 9^m$, Abstand 65"
keine Sterne können verwendet werden.
NGC 2439 : Spektroskopischer D., Ausschuß.
AS 114 :
NGC 2442 : Identifikation, Ausschuß.
-23° 6121 : EB aus Cape Photogr. Cat.
NGC 2451 : vgl. auch Pup 001
NGC 2467 : Die Klassifikation ist problematisch, ein-
mal 05:00 und 06:00(r), deswegen nur mit
Vorbehalt zu verwenden.
HD 64315 :
NGC 2510 : Spektroskopische Klassifikation des Sterns B2Vne,
der Haufen hat 0,3, trotzdem gehört der Stern
zum Sternhaufen, da EB und R3 eindeutig da-
für sprechen, "blue straggler".
Gr 197 :
HD 74004 : Vis. Begleiter ($V=11^m$) wurde mitgemessen,
jedoch dürfte sein Einfluß nur gering sein.
pismis 11 : Zugehörigkeit von HD 80077 scheint fraglich
(vgl. Moffat, 1977).
LKH 1503 : variable Verführung, $Eg-V = 0^m$ bis 0^m46
NGC 33407 : Spektroskopische Klassifikation? Ausschuß
- Gr 11 :
HD 91900 :
Gr 16 :
HD 91300 :
NGC 3532 :
HD 96005 :
NGC 6047 :
HD 90022 :
HD 140950 :
NGC 3542 :
-39° 10550 :
Gr 26 :
HD 151117 :
NGC 6550 :
HD 174947 :
NGC 6611 :
NGC 6623 :
NGC 6671 :
HD 190864 :
HD 217611 :
HD 190967 :
NGC 60827 :
Gr 197 :
HD 74004 :
pismis 11 :
LKH 1503 :
NGC 33407 :
- : Schwierig für den Haufen ist die Angabe der
Lebenszeit. Neuere Untersuchungen (Feinlein,
1978) geben 2.5 ± 0.2 kpc an.
: Vis. D., Begleiter $V = 11^m$, Abstand 346,
wegen des großen Helligkeitsunterschieds
kann der Stern verwendet werden.
: komplexes, vis. Mehrfachsystem; Stern selber
exotisch, nicht verwendungsfähig
: Vis. D., Begleiter $V = 11^m$, Abstand 346,
Trennung unannehmlich, darf nicht genommen.
: EB aus Cape Phot. Cat.
: Doppelstern? Spektroskopische Klassifikation nicht
eindeutig, er wird deswegen nicht genommen.
: Vis. D., hellere Komponente gemessen,
Abstand 1^m , wird berücksichtigt.
: Ein elc-Stern, der im Katalog von Wackerling
als variabel gekennzeichnet ist. Es wurden
insgesamt 8 Beobachtungen genommen; dabei
zeigte sich keine Variabilität.
: var. Verführung $Eg-V = 0^m25$ bis 0^m40
: Vis. D., Abstand 316, Trennung war möglich
: ED in $1^m/1000$ a
: Verführung stark variabel (Feinlein et. al.,
1980)
: var. Verführung, der Be-Stern liegt im Be-
reich mit $Eg-V=0^m6$ (Sagar, 1981)
: Vis. Mehrfachst., Abstand 614, Typ Of,
deswegen Ausschuß
: Vis. Mehrfachst., Abstand 19", kann ver-
wendet werden
: Spekt. D., Ausschuß
: Zwei Sternhaufen, die sich überlagern, mit
unterschiedlichen Entfernungen. Die ED können
deswegen unsicher sein.

Tr 37 : vgl. Cep 002
 NGC 710
 HD 20030 : Via. Mehrfachev., kleinster Abstand 1940,
 deswegen berücksichtigen.

Assoziationen

Vul 001 :	entspricht Vul. R2
Cep 002 :	HD 239742 +57° 2354 Tr 37
	HD 206773 +57° 2374 Tr 37
	HD 239750 +56° 2320 Tr 37
Ori 001 :	Untergruppe (a) im Gürtel des Orion
Mon 002 :	Mon R1
	AUS 5184A +05° 1293

G.2.3. Literaturverzeichnis zum Katalog

- 1 Abt, H.A.: 1970, *Astrophys. J. Suppl.*, 13, 307
- 2 Abt, H.A., Ilgus, E.S.: 1972, *Bibliography of stellar radial velocities*, Mitt Peak
- 3 Abt, H.A., Bolton, C.T., LevV, S.G.: 1972, *Astrophys. J.*, 171, 259
- 4 Abt, H.A., Levato, H.: 1975, *Publ. Astr. Soc. Pacific*, 87, 849
- 5 Abt, H.A., Levato, H.: 1977, *Publ. Astr. Soc. Pacific*, 89, 797
- 6 Abt, H.A., Perry, C.L., Olsen, E.H., Grauer, A.O.: 1981, *Publ. Astr. Soc. Pacific*, 92, 60
- 7 Ahmed, F.: 1962, *Publ. Roy. Obs. Edin.*, 3, 57
- 8 van Altena, W.F., Jones, B.F.: 1972, *Astron. Astrophys.*, 20, 425
- 9 Ardeberg, A., Maurice, E.: 1977, *Astron. Astrophys. Suppl.*, 28, 153
- 10 Ardeberg, A., Maurice, E.: 1977, *Astron. Astrophys.*, 54, 233
- 11 Balone, L.A., Feast, M.W.: 1975, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*, 172, 191
- 12 Barbon, R., Haasen, S.M.: 1973, *Astron. Astrophys. Suppl.*, 10, 1
- 13 Burkhartova, K.A., Zakharova, P.E., Shaenkins, L.P.: 1978, *Sov. Astron.*, 22, 31, (*Astron. Zh.*, 55, 56)
- 14 Harry, D.C., Cromwell, K.H., Schoolman, S.A.: 1979, *Astrophys. J. Suppl.*, 41, 119
- 15 Becker, W.: 1959, *Z. Astrophys.*, 40, 279
- 16 Becker, W., Finkert, R.P.: 1971, *Astron. Astrophys. Suppl.*, 4, 241
- 17 van den Bergh, S.: 1978, *Astron. J.*, 83, 1174
- 18 van den Bergh, S., Hagen, G.L.: 1975, *Astron. J.*, 80, 11

- 19 van den Bergh, S., Herbst, W.: 1975, *Astron. J.*, 80, 208
- 20 van den Bergh, S., de Roux, J.: 1978, *Astron. J.*, 83, 1075
- 21 Blitz, M.: 1978, Thesis, Columbia Univ.
- 22 Bond, H.E.: 1973, *Publ. Astr. Soc. Pacific*, 85, 405
- 23 Borgmann, J., Blaauw, A.: 1963, *Bull. Astr. Inst. Neth.*, 17, 358
- 24 Bronnikova, N.M.: 1958, *Pulkova Trudy*, Ser. 2, 72
- 25 Brues, L.L.E.: 1962, *Bull. Astr. Inst. Neth.*, 16, 297
- 26 Brues, L.L.E.: 1967, *Bull. Astr. Inst. Neth. Suppl.*, 2, 1
- 27 Brüggemann, H.: 1935, *Abh. Ham. Sternw.*, 4, 157
- 28 Cannell, W.D., Ianna, P.A.: 1977, *Astron. J.*, 82, 360
- 29 Chini, R., Eldeiser, H., Neckel, Th.: 1980, *Astron. Astrophys.*, 91, 186
- 30 Clariá, J.J.: 1972, *Astron. Astrophys.*, 19, 303
- 31 Clariá, J.J.: 1974, *Astron. Astrophys.*, 37, 229
- 32 Clariá, J.J.: 1976, *Astron. J.*, 81, 155
- 33 Clariá, J.J.: 1977, *Astron. Astrophys. Suppl.*, 27, 145
- 34 Clariá, J.J.: 1979, *Observatory*, 99, 202
- 35 Clariá, J.J., Rosenzweig, P.: 1978, *Astron. J.*, 83, 278
- 36 Coyne, G.V., Lee, T.A., De Graeve, E.: 1974, *Vatican Obs. Publ.*, 1, 5
- 37 Coyne, G.V., Wisniewski, W., Corbally, C.: 1975, *Vatican Obs. Publ.*, 1, 6
- 38 Coyne, G.V., Wisniewski, W., Otten, L.B.: 1978, *Vatican Obs. Publ.*, 1, 12
- 39 Crampton, D., Georgelin, Y.M., Georgelin, Y.P.: 1978, *Astron. Astrophys.*, 66, 1
- 40 Crawford, D.L., Barnes, J.V.: 1977, *Astron. J.*, 82, 606
- 41 Crawford, D.L., Warren Jr., W.H.: 1976, *Publ. Astr. Soc. Pacific*, 88, 930
- 42 Cudworth, K.M.: 1971, *Astron. J.*, 76, 475
- 43 Cudworth, K.M.: 1972, *Astron. Astrophys.*, 18, 318

- 44 Cuffey, J.: 1941, *Astron. J.*, 49, 55
- 45 Cuffey, J.: 1973, *Astron. J.*, 78, 747
- 46 Deche, J.: 1970, *Astron. Astrophys.*, 5, 342
- 47 Deche, J.: 1972, *Astron. Astrophys.*, 21, 373
- 48 Deche, J., Keiser, D., Nikolov, A., Sherwood, W.A.: 1982, im Druck
- 49 Denford, S.C., Thomas, J.: 1981, *Publ. Astr. Soc. Pacific*, 93, 447
- 50 Delhaye, J., Blaauw, A.: 1953, *Bull. Astron. Inst. Neth.*, 12, 72
- 51 Dworetzky, M.M.: 1975, *Astron. J.*, 80, 131
- 52 Eggen, O.J.: 1978, *Publ. Astr. Soc. Pacific*, 90, 436
- 53 Eichhorn, E., Googe, W.D., Lukac, C.F., Murphy, J.K.: 1970, *Mem. Roy. Astr. Soc.*, 73, 125
- 54 Engver, N.: 1966, *Ark. f. Astr.*, 4, 53
- 55 Erkkon, R.R.: 1971, *Astron. Astrophys.*, 10, 270
- 56 Evans, D.S., Menzies, A., Stoy, R.H., Weyman, P.A.: 1961, *Roy. Obs. Bull.*, 48
- 57 Evans, T.L.: 1969, *Monthly Notices Roy. Astr. Soc.*, 146, 101
- 58 Evans, T.L.: 1972, *Quart. J. Roy. Astr. Soc.*, 13, 177
- 59 Evans, T.L.: 1973, *Monthly Notices Roy. Astr. Soc.*, 161, 15
- 60 Evans, T.L.: 1978, *Monthly Notices Roy. Astr. Soc.*, 184, 561
- 61 Evans, T.L.: 1980, *Monthly Notices Roy. Astr. Soc.*, 192, 47
- 62 Feinstein, A.: 1966, *Publ. Astr. Soc. Pacific*, 78, 301
- 63 Feinstein, A.: 1971, *Publ. Astr. Soc. Pacific*, 83, 800
- 64 Feinstein, A.: 1980, *Astron. J.*, 85, 708
- 65 Feinstein, A.: 1981, *Publ. Astr. Soc. Pacific*, 93, 202
- 66 Feinstein, A., Fitzgerald, M.P., Moffat, A.F.J.: 1980, *Astron. J.*, 85, 708
- 67 Feinslein, A., Marreau, H.B.: 1971, *Publ. Astr. Soc. Pacific*, 63, 240
- 68 Feinslein, A., Marreau, H.B.: 1980, *Publ. Astr. Soc. Pacific*, 92, 266
- 69 Feinslein, A., Marreau, H.B., Forte, J.C.: 1976, *Astron. Astrophys. Suppl.*, 24, 309
- 70 Feinslein, A., Marreau, H.B., Kiranell, I.: 1973, *Astron. Astrophys. Suppl.*, 2, 233
- 71 Fenkart, R.P.: 1977, *Astron. Astrophys. Suppl.*, 30, 307
- 72 Fenkart, R.P., Bingelli, B.: 1979, *Astron. Astrophys. Suppl.*, 32, 771
- 73 Fenkart, R.P., Bingelli, B., Good, D., Jenni, D., Illhardt, L., Tachumi, A.: 1977, *Astron. Astrophys. Suppl.*, 30, 307
- 74 Fernández, J.A., Salama, C.B.: 1980, *Astron. Astrophys. Suppl.*, 39, 11
- 75 Fitzgerald, M.P., Bonferruti, R., Fisch, H., Luken, M., Witt, A.M.: 1979, *Astron. Astrophys. Suppl.*, 37, 351
- 76 Fitzgerald, M.P., Parkens, R., Moffat, A.F.J.: 1976, *Astron. Astrophys.*, 48, 287
- 77 Fitzgerald, M.P., Jackson, P.O., Luken, M., Grayzer, E.J., Moffat, A.F.J.: 1978, *Monthly Notices Roy. Astr. Soc.*, 182, 607
- 78 Fitzgerald, M.P., Jackson, P.O., Moffat, A.F.J.: 1977, *Astron. Astrophys.*, 52, 141
- 79 Fitzgerald, M.P., Luken, M., Mailzen, H.M., Moffat, A.F.J.: 1979, *Astron. Astrophys. Suppl.*, 32, 34
- 80 Fitzgerald, M.P., Moffat, A.F.J.: 1975, *Astron. Astrophys. Suppl.*, 20, 209
- 81 Fitzgerald, M.P., Moffat, A.F.J.: 1976, *Astron. Astrophys.*, 50, 149

- 107 FitzGerald, M.P., Morfat, A.F.J.: 1950, Monthly Notices Roy. Astr. Soc., 103, 764
- 108 Gorte, J.G.: 1970, Astron. J., 83, 1999
- 109 Gortm, G.F., Arking, J.G.: 1971, Astron. Astrophys., 10, 414
- 110 Garmann, C.D.: 1973, Astron. J., 78, 105
- 111 Harrison, R.F.: 1967, Astrophys. J., 147, 1003
- 112 Harrison, R.F.: 1970, Astron. J., 75, 1001
- 113 Harrison, R.F., Hiltner, W.A., Schild, R.L.: 1977, Astrophys. J. Suppl., 35, 111
- 114 Harrison, R.F., Kosmady, J.: 1976, Publ. Astr. Soc. Pacific, 88, 865
- 115 Harrison, R.F., Schild, R.F.: 1979, Astron. J., 84, 1020
- 116 Hildner, R.: 1974, Astron. Astrophys. Suppl., 17, 1
- 117 Hildner, R.: 1980, Astron. Astrophys. Suppl., 41, 765
- 118 Glaspey, J.M.: 1977, Astron. J., 76, 1041
- 119 Graham, J.D.: 1967, Monthly Notices Roy. Astr. Soc., 135, 377
- 120 Grubisic, J.: 1969, Astron. Astrophys., 2, 745
- 121 Hrusakovich, R.: 1977, Astron. Astrophys. Suppl., 30, 579
- 122 Huchler, B.J.: 1976, Astron. J., 81, 1179
- 123 Huchler, B.J.: 1977, Astron. J., 82, 598
- 124 Huchler, B.J.: 1978, Astron. J., 84, 1046
- 125 Hagen, G.L.: 1970, Publ. Dev. Dun. Obs., Vol. 4
- 126 Hagen, G.L.: 1977, Astrophys. J. Suppl., 30, 451
- 127 Hagen, G.L.: 1978, Mem. Soc. Astr. Italiana, 43, 779
- 128 Hagen, G.L.: 1979, Astron. Astrophys. Suppl., 34, 417
- 129 Hagen, G.L.: 1978, Astron. Astrophys., 47, 193
- 130 Hagen, G.L.: 1978, Lick Obs. Bull., 31, 55
- 131 Hagen, G.L., Dieckvoss, W., Knox, R.: 1979, Astron. Nachr., 283, 109
- 132 Hagen, G.L.: 1977, Astron. J., 82, 973
- 133 Hagen, G.L.: 1976, Astrophys. J. Suppl., 30, 491
- 134 Herbst, W.: 1975, Astron. J., 80, 212, 498, 503, 603
- 135 Herbst, W.: 1976, Astrophys. J., 200, 923
- 136 Herbst, W., Asonsa, G.E.: 1977, Astrophys. J., 217, 473
- 137 Herbst, W., Miller, D.P., Warner, J.W., Herzog, R.: 1982, Astron. J., 87, 98
- 138 Herbst, W., Racine, R.: 1976, Astron. J., 81, 140
- 139 Herbst, W., Racine, R., Warner, J.W.: 1978, Astrophys. J., 223, 471
- 140 Hiltner, W.A.: 1956, Astrophys. J. Suppl., 2, 405
- 141 Hogg, R.A., Applequist, L.L.: 1965, Astrophys. J. Suppl., 12, 245
- 142 Hogg, R.A., Johnson, H.L., Iriate, D., Kitchell, L.L., Mallam, K.L., Sharpless, S.: 1961, Publ. U.S. Naval Obs., Vol. 17, 7
- 143 Hogg, R.A.: 1961, Observatory, 81, 69
- 144 Humphreys, R.H.: 1976, Astrophys. J. Suppl., 36, 369
- 145 Ishida, K.: 1969, Monthly Notices Roy. Astr. Soc., 144, 55
- 146 Ishikawamatsu, K.Z.: 1967, Taipei Astr. Mus. Teshkent
- 147 Isgrig, J., Schmidt-Kaler, Th.: 1973, Astron. Astrophys. Suppl., 10, 365
- 148 Jackson, P.O., Fitzgerald, M.P., Morfat, A.F.J.: 1977, Astron. Astrophys., 50, 447
- 149 Johnson, H.L.: 1954, Astrophys. J., 115, 105
- 150 Johnson, H.L.: 1957, Astrophys. J., 126, 121
- 151 Jones, G.F.: 1973, Astron. Astrophys. Suppl., 9, 313
- 152 Jones, D.M.P.: 1970, Monthly Notices Roy. Astr. Soc., 121, 231
- 153 Jones, F.A.: 1972, Publ. Astr. Soc. Pacific, 84, 419
- 154 Kahan, R.: 1981, Diplomarbeit, Bochum
- 155 Kaiser, D.: 1980, Diplomarbeit, Bochum
- 156 Kahan, L.D.: 1974, Astron. Astrophys. Suppl., 11, 1
- 157 Kilmali, G.O.: 1975, Publ. Astr. Soc. Pacific, 87, 975

- 133 Kilambi, G.C.: 1977, Monthly Notices Roy. Astr. Soc., 172, 423
- 134 Kilambi, G.C.: 1977, Acta Astron., 27, 179
- 135 King, D.S.: 1978, J. Proc. Roy. Soc. New South Wales, 111, 1
- 136 King, D.S.: 1978, J. Proc. Roy. Soc. New South Wales, 111, 3
- 137 King, D.S.: 1978, J. Proc. Roy. Soc. New South Wales, 112, 13
- 138 Landolt, A.U.: 1963, Astrophys. J. Suppl., 6, 329
- 139 Landolt, A.U.: 1964, Astrophys. J. Suppl., 7, 352
- 140 Letygov, A.A.: 1973, Tsirk. Astr. Inst. Tashkent, 27, 11
- 141 Letygov, A.A.: 1973, Tsirk. Astr. Inst. Tashkent, 29, 12
- 142 Letygov, A.A.: 1978, Tashkent, Vol. II, 3
- 143 Lavdovski, V.V.: 1964, Trudy Glavnoi Astr. Mus., 73, 5
- 144 Lavdovski, V.V.: 1965, Pulkovo Izv., 176, 136
- 145 Lesh, J.R.: 1968, Astrophys. J. Suppl., 17, 371
- 146 Lesh, J.R.: 1968, Astrophys. J., 152, 905
- 147 Lesh, J.R.: 1969, Astron. J., 74, 691
- 148 Lesh, J.R.: 1972, Astron. Astrophys. Suppl., 5, 129
- 149 Levato, H., Abt, H.A.: 1976, Publ. Astr. Soc. Pacific, 88, 141
- 150 Levato, H., Abt, H.A.: 1977, Publ. Astr. Soc. Pacific, 89, 274
- 151 Levato, H., Malaroda, S.: 1980, Publ. Astr. Soc. Pacific, 92, 323
- 152 Levato, H., Malaroda, S.: 1981, Publ. Astr. Soc. Pacific, 93, 714
- 153 Linfen, L.H.: 1968, Ark. f. Astr., 4, 65
- 154 Linnann, W.: 1976, Astrophys. Space Sci., 41, 27
- 155 Linsky, R.: 1946, Uppsala Ann., 1, Nr. 10
- 156 Lyde, R.: 1969, Publ. Astr. Soc. Pacific, 81, 490
- 157 Lynde, R.: 1969, Ark. f. Astr., 2, 379
- 158 Lynde, R.: 1968, Observatory, 98, 20
- 159 Macdonnell, D.J.: 1964, Astron. Astrophys. Suppl., 44, 367
- 160 Macdonnell, D.J., Perry, G.L.: 1969, Publ. Astr. Soc. Pacific, 81, 259
- 161 Madsen, H.F., van den Bergh, S.: 1975, Astrophys. J., 192, 55
- 162 Merrillind, J.C.: 1976, Astron. Astrophys. Suppl., 24, 159
- 163 Merrillind, J.C.: 1961, Astron. Astrophys. Suppl., 44, 467
- 164 Meurers, J.: 1958, Veröff. Bonn, 49
- 165 Meurers, J.: 1960, Veröff. Bonn, 51
- 166 Meurers, J., Sandmann, M.: Veröff. Bonn, 65
- 167 Moffat, A.F.J.: 1971, Astron. Astrophys., 13, 30
- 168 Moffat, A.F.J.: 1972, Astron. Astrophys. Suppl., 2, 355
- 169 Moffat, A.F.J.: 1974, Astron. Astrophys. Suppl., 11, 33
- 170 Moffat, A.F.J.: 1977, Astron. Astrophys., 54, 263
- 171 Moffat, A.F.J., Filzgerald, H.P.: 1974, Astron. Astrophys., 34, 291
- 172 Moffat, A.F.J., Filzgerald, H.P.: 1974, Astron. Astrophys. Suppl., 16, 25
- 173 Moffat, A.F.J., Filzgerald, H.P.: 1974, Astron. Astrophys. Suppl., 18, 19
- 174 Moffat, A.F.J., Filzgerald, H.P., Jackson, P.D.: 1977, Astrophys. J., 125, 106
- 175 Moffat, A.F.J., Filzgerald, H.P., Jackson, P.D.: 1979, Astron. Astrophys. Suppl., 31, 197
- 176 Moffat, A.F.J., Vogt, H.: 1973, Astron. Astrophys. Suppl., 10, 135
- 177 Moffat, A.F.J., Vogt, H.: 1974, Astron. Astrophys. Suppl., 20, 05

- 172 Motovil, A.I. J., Vuol, N.: 1975, Astron. Astrophys. Suppl., 20, 125
- 173 Bufton, A.J. J., Vuol, N.: 1975, Astron. Astrophys. Suppl., 20, 155
- 174 Beckel, H.: 1978, Astron. Astrophys., 69, 51
- 175 Biontel, U.: 1978, Astron. Astrophys. Suppl., 34, 1
- 176 Biontel, U., Ishida, K.: 1976, Publ. Astr. Soc. Japan, 20, 35
- 177 Ogura, K., Ishida, K.: 1981, Publ. Astr. Soc. Japan, 33, 149
- 178 J. J., 1.: 1956, Ark. f. Astr., 4, 15
- 179 Orsina, A.G.: 1956, Kiev, Nechr. Bd. 1, Heft 2
- 180 Orsina, A.G.: 1978, Astron. Astrophys., 66, 225
- 181 Pearce, J.A., Hill, G.: 1975, Publ. Dom. Astrophys. J., 15, 319
- 182 Perry, C.L., Franklin, C.O., Landolt, A.U., Crawford, D.L.: 1976, Astron. J., 81, 632
- 183 Vignis, P., Bokkurt, S.: 1977, Astron. Astrophys. Suppl., 30, 81
- 184 Pigmit, P., Haase, I.: 1975, Bull. Am. Astr. Soc., 7, 556
- 185 Polakiewicz, A.: 1964, Ann. Un. Sternw. Wien, 26, Nr. 1
- 186 Polak, A.: 1976, Astron. J., 73, 233
- 187 Polak, A.: 1977, Astron. J., 73, 233
- 188 Polak, J.: 1966, Bull. Astron. Inst. Belcos, 17, 34
- 189 Rydman, A.E.: 1979, Astron. J., 84, 90
- 190 Sagar, R., Joshi, U.C.: 1978, Monthly Notices Roy. Astr. Soc., 186, 407
- 191 Sagar, R., Joshi, U.C.: 1979, Astrophys. Space Sci., 66, 3
- 192 Sagar, R., Joshi, U.C.: 1981, Astrophys. Space Sci., 75, 665
- 193 Sagar, R.: 1977, Astron. Astrophys., 16, 58
- 194 Sagar, R.: 1973, Astron. Astrophys. Suppl., 2, 13
- 195 Sagar, R.: 1973, Astron. Astrophys. Suppl., 2, 221
- 196 Sagar, R., van Allen, M.: 1977, Astron. Astrophys., 27, 193
- 197 Sandulek, N.: 1979, Astron. J., 84, 1319
- 198 van Schewick, H.: 1958, Veröff. Bonn, 51
- 199 van Schewick, H.: 1967, Veröff. Bonn, 62
- 200 van Schewick, H.: 1960, Veröff. Bonn, 71
- 201 van Schewick, H.: 1967, Veröff. Bonn, 71
- 202 van Schewick, H.: 1974, Veröff. Bonn, 84
- 203 Schild, H.E.: 1965, Astrophys. J., 141, 979
- 204 Schild, H.E.: 1966, Astrophys. J., 143, 142
- 205 Schild, H.E., Hiltner, W.A., Sandulek, N.: 1965, Astrophys. J., 156, 609
- 206 Schild, H.E., Neugebauer, G., Westphal, J.A.: 1974, Astron. J., 79, 237
- 207 Schild, H.E., Romanishin, W.: 1976, Astrophys. J., 204, 493
- 208 Schmidt, E.B.: 1977, Publ. Astr. Soc. Pacific, 89, 546
- 209 Schmidt, E.B.: 1980, Astron. J., 85, 1503
- 210 Schmidt, K.: 1963, Astron. Nachr., 217, 41
- 211 Schmidt-Kaler, Th.: 1964, Z. Astrophys., 62, 1
- 212 Schmidt-Kaler, Th.: 1964, Z. Astrophys., 62, 20
- 213 Schmidt, U.: 1963, Veröff. Bonn, 79
- 214 Ser, O.: 1965, Monthly Notices Roy. Astr. Soc., 129, 237
- 215 Simonson, H.: 1966, Astrophys. J., 154, 93
- 216 Simonson, H.: 1975, Publ. Astr. Soc. Pacific, 87, 71
- 217 Steinlin, L.D.: 1966, Z. Astrophys., 69, 13
- 218 Stepienian, C.U., Sandulek, N.: 1977, Astrophys. J. Suppl., 33, 459
- 219 Stoppa, R.: 1977, Astron. Astrophys. Suppl., 27, 41

- 226 Goffard, J.P., Andréllat, V.: 1979, Astron. Astrophys., 74, 65
- 227 Isihert, L.O.: 1975, Publ. Astr. Soc. Pacific, 67, 341
- 228 Trujedo, C.: 1977, Publ. Astr. Soc. Univ. Madrid, 30, 595
- 229 Inackey, A.D., Tritton, S.B., Walker, C.M.: 1973, Mem. Roy. Astr. Soc., 27, 199
- 230 Iltis, P.S., Baker, R., Antaloza, A.: 1970, Astron. Astrophys. Suppl., 41, 93
- 231 Iltis, P.S., van Paradijs, J.A.: 1971, Astron. Astrophys., 13, 274
- 232 Iltis, P.S., Stokes, R.: 1970, Astron. Astrophys., 2, 297
- 233 Iltis, P.S., Vlemminck, G.: 1971, Astron. Astrophys., 16, 170
- 234 Turner, D.G.: 1976, Astrophys. J., 210, 65
- 235 Turner, D.G.: 1977, Astron. J., 82, 1065
- 236 Turner, D.G.: 1978, Astron. J., 83, 1061
- 237 Turner, D.G.: 1980, Astrophys. J., 235, 160
- 238 Turner, D.G., Grievie, G.S., Herbst, H., Harris, E.C.: 1970, Astron. J., 85, 1193
- 239 Vasilievskia, S.: 1955, Astron. J., 60, 304
- 240 Vasilievskia, S., van Leeuwen, F., Nicholson, W., Murray, C.A.: 1970, Astron. Astrophys. Suppl., 37, 333
- 241 Vasilievskia, S., Sanders, W.L., van Altena, W.F.: 1969, Astron. J., 70, 806
- 242 Vasilievskia, S., Sanders, W.L., Balz Jr., A.G.A.: 1975, Astron. J., 79, 797
- 243 de Vont, C.: 1966, Abh. Hamburg Sternw., 6, 63
- 244 de Vont, C.: 1969, Dissertation, Bochum
- 245 Vogt, E., Kalfat, A.F.J.: 1972, Astron. Astrophys. Suppl., 2, 133
- 246 Vogt, E., Kalfat, A.F.J.: 1973, Astron. Astrophys. Suppl., 9, 77
- 247 Vlemminck, G.: 1976, Astron. Astrophys. Suppl., 15, 531
- 248 Walker, C.M.: 1973, Astrophys. J., 172, 117
- 249 Walker, C.M.: 1976, Astrophys. J., 200, 305
- 250 Walker, C.M.: 1977, Astrophys. J., 213, 435
- 251 Warner, J.D.: 1977, Astrophys. J., 213, 427
- 252 Warren Jr., L.H., Hesser, J.E.: 1977, Astrophys. J. Suppl., 34, 115
- 253 Warren Jr., L.H., Hesser, J.E.: 1977, Astrophys. J. Suppl., 34, 207
- 254 Wackerhagen, J.C.: 1969, Astron. J., 74, 632
- 255 White, G.D.: 1975, Astrophys. J., 197, 67
- 256 Whitelock, J.B.: 1961, Monthly Notices Roy. Astr. Soc., 123, 265
- 257 Williams, P.A.: 1967, Monthly Notices Astr. Soc. South Africa, 26, 30
- 258 Wisniewski, W., Coyne, G.V.: 1977, Vatican Obs. Publ., 1, 125
- 259 Wisniewski, W., Coyne, G.V.: 1977, Vatican Obs. Publ., 1, 145
- 260 Yilmaz, F.: 1976, Astron. Astrophys. Suppl., 25, 1
- 261 Young, A.: 1978, Publ. Astr. Soc. Pacific, 90, 144

6.3. Katalog der beobachteten Emissionsliniensterne der Großen Magellanschen Wolke

α 1975 δ

Nr	h	min	s	V	B-V	U-B	n	(B-V) ₀	(U-B) ₀	M _V	Typ ¹
1	4	54.08	-66 57.9	14.77	-0.01	-0.32	2	-0.07	-0.88	-3.6	
3	4	55.09	-67 11.9	9.72	0.06	-0.67	3	-0.02	-0.73	-8.9	I
4	4	55.26	-66 46.9	15.18	-0.05	-0.93	1				
6	4	56.61	-67 30.8	12.38	0.48	0.00	3	0.02	-0.32	-7.5	I
7	4	57.70	-67 12.8	14.66	-0.12	-0.98	2				
8	4	58.01	-67 24.8	14.77	-0.16	-0.90	2	-0.16	-0.90	-3.6	
10	4	59.19	-66 59.8	14.55	-0.11	-0.67	1	-0.11	-0.67	-3.6	
11	5	0.00	-67 9.7	13.06	-0.09	-1.00	2	-0.26	-1.12	-5.8	I
12	5	0.00	-67 2.7	14.49	-0.02	-1.00	2				
13	5	4.00	-67 12.6	14.53	-0.12	-0.89	3	-0.12	-0.89	-3.8	
14	5	4.21	-67 13.6	11.17	0.05	-0.55	3	-0.13	-1.02	-7.9	I
15	5	4.20	-67 3.6	13.82	-0.18	-0.77	3				
23	5	12.81	-67 15.4	14.65	-0.09	-0.83	1	-0.09	-0.83	-3.7	
24	5	13.01	-67 14.4	13.00	1.22	-0.12	1	-0.23	-1.26	-10.1	I
32				14.26	-0.10	-0.71	1				
33	5	19.41	-67 3.2	14.60	0.08	-0.79	3				
34	5	20.31	-67 0.2	14.80	-0.08	-1.04	3				
35	5	21.01	-67 0.1	14.81	-0.01	-0.92	3	-0.03	-0.96	-3.7	
36	5	21.11	-67 0.1	14.42	-0.07	-1.00	3				
38	5	23.35	-67 30.1	15.24	-0.01	-0.36	2				
39	5	23.41	-67 4.1	14.53	-0.14	-0.89	3	-0.14	-0.89	-3.6	
40	5	23.42	-67 6.1	15.11	-0.20	-0.59	3				
41	5	23.81	-67 0.1	14.74	0.07	-1.03	3				
42	5	24.65	-67 27.0	14.00	-0.09	-0.79	3	-0.09	-0.99	-4.3	
43	5	24.94	-67 26.0	14.65	0.12	-0.55	3	0.01	-0.42	-4.1	
44	5	25.62	-67 11.0	14.38	-0.13	-0.93	3	-0.13	-0.93	-3.9	
48	5	27.14	-67 24.0	14.03	-0.01	-0.93	3	-0.03	-1.03	-4.5	
49	5	27.24	-67 15.0	14.77	-0.04	-1.05	1				
50	5	27.35	-67 29.0	14.76	0.08	-1.04	3				
51	5	27.35	-67 29.0	14.02	-0.01	-0.93	3	-0.02	-0.98	-4.5	
52	5	27.45	-67 29.0	12.83	-0.15	-1.01	3	-0.25	-1.09	-5.8	I
55	5	27.55	-67 26.0	13.92	-0.02	-0.99	3	-0.02	-1.03	-4.6	
58	5	28.02	-67 2.9	14.20	-0.01	-0.85	2	-0.07	-0.89	-4.3	
59	5	28.35	-67 24.9	13.75	-0.08	-0.74	3	-0.03	-0.94	-4.5	
60	5	28.42	-67 11.9	14.42	-0.02	-1.12	3				
61	5	28.62	-67 5.9	14.07	-0.12	-0.71	3				
62	5	28.63	-67 11.9	14.33	-0.14	-0.71	3	-0.14	-0.71	-4.0	
63	5	28.82	-67 4.9	14.66	-0.10	-0.92	3	-0.10	-0.92	-3.7	
64	5	29.11	-66 55.9	14.40	-0.07	-0.93	2	-0.08	-0.98	-3.9	
65	5	29.11	-66 55.9	14.92	0.14	-0.79	2				
66	5	29.41	-66 55.9	14.47	-0.05	-0.93	2	-0.07	-0.95	-3.9	
67	5	29.62	-67 9.9	15.07	-0.14	-0.78	1	-0.14	-0.78	-3.3	
68	5	29.74	-67 13.9	14.90	-0.05	-0.97	3				
69	5	29.91	-66 56.9	14.05	-0.09	-0.79	3	-0.07	-0.99	-4.3	
70	5	29.92	-67 7.9	14.60	-0.18	-0.95	3				
71	5	29.95	-67 22.9	14.17	-0.05	-0.76	3	-0.06	-0.77	-4.2	
73	5	30.11	-66 53.9	14.65	-0.08	-0.89	2	-0.03	-0.89	-3.7	
75	5	30.44	-67 14.9	14.53	-0.15	-0.33	3	-0.15	-0.33	-3.8	
76	5	30.45	-67 24.9	11.21	-0.06	-0.80	3	-0.07	-0.36	-4.1	
77	5	30.41	-66 51.9	14.17	-0.13	-0.94	2	-0.13	-0.94	-4.2	

1: Die Sterne, die in der Spalte "Typ" keinen Hinweis haben und für die Eigenfarben und absolute Helligkeiten angegeben sind, sind vom Typ II.

2: Für die Analyse der charakteristischen Daten der cBe-Sterne werden nur Sterne mit $V \leq 15^m$ verwendet.

α 1975 δ												
Nr	h	min	a	i	U	B-V	U-B	n	(B-V) ₀	(U-B) ₀	M _v	Typ
81	5	30.64	-67	21.9	14.77	0.15	-0.85	2	-0.08	-1.01	-4.1	
82	5	30.94	-67	18.9	14.01	-0.10	-0.79	3	-0.10	-0.79	-4.3	
83	5	31.14	-67	13.8	14.43	0.00	-0.91	2	-0.08	-0.96	-4.1	
84	5	31.11	-66	52.8	13.90	0.01	-1.02	2	-0.09	-1.08	-4.7	
85	5	31.15	-67	28.8	14.04	-0.05	-0.94	3	-0.08	-0.96	-4.4	
86	5	31.25	-67	28.8	13.91	-0.12	-0.99	3	-0.12	-0.99	-4.4	
87	5	31.35	-67	23.8	14.66	-0.09	-0.95	1	-0.09	-0.95	-3.7	
89	5	31.45	-67	26.8	14.77	0.00	-0.85	3	-0.07	-0.90	-3.8	
91	5	31.64	-67	9.8	14.76	-0.01	-0.92	2	-0.08	-0.96	-3.8	
92	5	31.92	-67	0.8	14.28	-0.10	-0.94	2	-0.10	-0.94	-4.1	
93	5	32.14	-67	9.8	14.60	-0.02	-0.86	2	-0.07	-0.89	-3.9	
94	5	32.24	-67	17.8	14.89	-0.01	-0.73	2	-0.06	-0.77	-3.6	
96	5	32.35	-67	27.8	15.08	0.17	-1.07	1	—	—	—	
97	5	32.34	-67	10.8	14.16	-0.05	-1.03	2	-0.08	-1.05	-4.2	
99	5	32.41	-66	55.8	14.77	-0.12	-0.91	1	-0.12	-0.91	-3.6	
100	5	32.44	-67	19.8	15.15	-0.10	-0.98	2	—	—	—	
101	5	32.42	-67	0.8	13.92	-0.11	-0.94	2	-0.11	-0.94	-4.4	
102	5	32.55	-67	25.8	14.76	-0.10	-0.96	1	—	—	—	
103	5	32.64	-67	14.8	15.26	0.13	-0.59	1	-0.06	-0.72	-3.7	
104	5	32.81	-66	55.8	14.65	-0.03	-0.91	1	-0.07	-0.94	-3.8	
105	5	33.01	-66	52.8	15.13	-0.19	-0.86	1	—	—	—	
106	5	33.14	-67	17.8	14.73	0.03	-0.93	2	-0.08	-1.01	-4.0	
108	5	33.34	-67	19.8	13.98	-0.02	-0.92	2	-0.08	-0.96	-4.5	
111	5	33.42	-67	2.8	14.62	-0.04	-0.96	2	—	—	—	
114	5	33.81	-66	55.8	13.89	-0.05	-1.01	2	-0.08	-1.04	-4.6	
117	5	34.42	-67	5.8	13.87	-0.03	-1.01	2	-0.08	-1.05	-4.6	
119	5	34.52	-67	1.8	14.89	-0.14	-0.87	2	-0.14	-0.87	-3.4	
120	5	34.52	-67	3.7	14.77	-0.07	-0.93	2	-0.07	-0.93	-3.6	
121	5	34.52	-67	1.8	14.66	-0.07	-1.01	2	—	—	—	
122	5	34.64	-67	16.7	15.44	-0.18	-1.05	1	—	—	—	
124	5	34.82	-66	56.7	13.52	-0.11	-1.01	2	-0.11	-1.01	-4.8	
125	5	34.85	-67	25.7	14.95	-0.02	-0.95	1	—	—	—	
126	5	34.95	-67	20.7	14.65	-0.20	-1.01	1	—	—	—	
127	5	34.91	-66	54.7	14.23	-0.19	-0.88	2	—	—	—	
129	5	35.11	-66	54.7	13.03	-0.16	-0.96	2	—	—	—	
130	5	35.62	-66	58.7	14.00	-0.20	-0.99	2	—	—	—	
131	5	35.61	-66	52.7	12.33	-0.07	-0.88	2	-0.07	-0.88	-6.0	H
132	5	35.72	-67	2.7	14.29	-0.01	-1.01	3	-0.06	-1.06	-4.3	
138	5	37.41	-66	51.7	14.56	-0.06	-0.87	1	-0.07	-0.87	-3.8	
141	5	39.35	-67	23.6	14.43	-0.03	-0.86	2	-0.07	-0.88	-4.0	
142	5	39.75	-67	18.6	15.23	0.11	-0.94	2	—	—	—	
144	5	41.15	-67	17.5	15.04	-0.05	-0.89	1	—	—	—	
145	5	41.15	-67	21.5	13.24	0.55	-0.47	1	-0.17	-1.00	-7.5	I
146	5	41.21	-66	49.5	14.50	-0.12	-0.62	1	—	—	—	
147	5	42.12	-67	3.5	14.87	-0.02	-0.87	1	-0.07	-0.90	-3.6	
148	5	42.65	-67	19.5	13.22	-0.10	-0.93	1	-0.12	-0.94	-5.2	I
149	5	42.75	-67	20.5	15.34	0.06	-1.09	1	—	—	—	
154	4	51.73	-69	26.0	13.47	-0.01	-0.97	1	-0.08	-1.02	-5.1	
157	4	53.14	-68	4.9	13.71	-0.26	-1.05	1	—	—	—	
158	4	53.43	-69	28.9	13.62	0.10	-1.01	1	-0.09	-1.15	-5.3	
163	4	55.24	-69	29.9	13.59	0.04	-0.76	1	-0.03	-0.80	-5.0	I
166	4	55.93	-69	23.9	13.95	0.00	0.09	1	—	—	—	
167	4	55.88	-68	38.9	11.79	0.48	0.00	2	0.02	-0.33	-8.1	H
168	4	56.10	-68	48.8	13.95	0.52	-0.05	1	0.01	-0.41	-6.1	I
172	4	57.39	-68	41.8	14.25	-0.07	-1.02	1	-0.08	-1.03	-4.1	
175	4	57.58	-68	39.8	12.11	0.17	0.04	2	0.02	-0.27	-7.7	I
181	4	58.32	-67	43.8	14.45	-0.05	-0.82	2	-0.05	-0.83	-3.9	
182	4	58.61	-66	52.8	12.65	0.07	-0.96	2	-0.26	-1.20	-6.8	I

α 1975 δ

Nr	h	min	s	V	B-V	U-B	n	(B-V) ₀	(U-B) ₀	M _v	Typ
173	3	3.30	-68 38.6	13.85	-0.13	-1.04	1	-0.13	-1.04	-4.5	
173	3	3.32	-68 0.6	13.91	0.00	-0.52	1	0.00	-0.52	-4.4	
175	3	3.16	-67 59.6	12.08	0.11	-0.98	2				
206	3	3.36	-68 4.3	10.70	1.11	0.92	1				
218	3	3.61	-68 44.4	13.94	0.04	-0.53	1	0.00	-0.57	-4.6	
218	3	3.37	-68 8.4	14.40	0.50	0.16	1				
222	3	3.70	-69 54.4	14.63	0.03	-0.95	1	-0.08	-1.03	-4.1	
242	3	3.06	-69 12.2	14.16	0.00	-0.35	1	-0.07	-0.70	-4.4	
257	3	3.47	-69 21.1	14.99	-0.09	-0.93	1				
259	3	3.24	-68 58.1	14.11	0.13	-0.47	2	0.00	-0.56	-4.6	
266	3	3.86	-67 39.0	14.57	-0.10	-0.89	1	-0.10	-0.89	-3.8	
267	3	3.21	-68 30.0	14.60	-0.31	-0.95	2				
269	3	3.44	-68 55.0	14.50	-0.10	-0.94	2	-0.10	-0.94	-3.8	
271	3	3.72	-68 32.0	14.78	0.02	-1.03	2				
271	3	3.86	-69 6.0	14.48	0.60	0.09	1				
277	3	3.40	-68 19.0	14.16	-0.14	-1.00	2	-0.14	-1.00	-4.2	
279	3	3.94	-68 53.0	15.43	-0.12	-0.97	1				
281	3	3.84	-68 57.0	13.75	-0.11	-0.93	2	-0.11	-0.93	-4.6	
284	3	3.24	-68 60.0	13.95	-0.06	-0.99	1	-0.08	-1.00	-4.4	
285	3	3.35	-69 1.0	14.41	-0.05	-0.94	2	-0.08	-0.95	-4.0	
286	3	3.54	-68 59.0	14.87	0.07	-0.96	1				
287	3	3.37	-69 14.9	13.71	0.02	-1.04	3	-0.07	-1.10	-4.9	
289	3	3.74	-68 55.0	14.34	0.04	-0.94	2				
294	3	3.94	-68 59.9	12.30	-0.10	-0.95	3	-0.17	-1.00	-6.3	I
295	3	3.05	-67 31.9	14.48	-0.05	-1.01	2				
298	3	3.18	-69 21.9	13.94	-0.08	-0.95	2	-0.08	-0.95	-4.4	
297	3	3.28	-69 21.9	14.15	-0.04	-1.04	2				
323	3	3.44	-68 53.9	14.13	-0.03	-1.02	2	-0.03	-1.03	-4.4	
300	3	3.66	-69 8.2	15.31	-0.13	-0.94	1				
301	3	3.64	-68 58.2	14.55	0.00	-0.74	2	-0.00	-0.73	-4.0	
302	3	3.33	-68 46.2	14.55	-0.23	-0.34	2				
303	3	3.74	-68 57.2	14.91	-0.22	-1.01	1				
304	3	3.74	-68 55.9	14.32	-0.01	-1.10	2				
305	3	3.73	-69 7.9	14.25	-0.13	-0.87	1	-0.13	-0.87	-4.1	
306	3	3.83	-68 45.9	14.93	-0.10	-0.93	4				
311	3	3.46	-69 4.9	14.40	-0.12	-1.10	3				
312	3	3.43	-68 45.9	13.77	-0.07	-1.06	2	-0.09	-1.07	-4.6	
313	3	3.57	-69 10.9	14.33	-0.06	-1.03	3				
315	3	3.62	-68 30.9	14.48	-0.04	-0.31	3	-0.06	-0.33	-3.9	
316	3	3.17	-69 7.9	11.19	-0.05	-1.34	3				
321	3	3.26	-69 7.9	14.10	0.09	-0.99	3	-0.07	-1.11	-4.5	
324	3	3.36	-69 0.9	14.58	0.02	-0.93	2	-0.03	-1.00	-4.1	
327	3	3.78	-69 26.9	13.91	-0.13	-0.87	2	-0.13	-0.87	-4.4	
329	3	3.88	-69 25.9	14.43	0.00	-0.94	2	-0.00	-1.00	-4.2	
333	3	3.45	-67 31.8	14.59	-0.13	-1.03	3				
338	3	3.87	-69 13.6	12.36	0.77	0.27	1				
340	3	3.90	-68 10.8	14.63	-0.02	-0.88	2	-0.07	-0.92	-3.9	
343	3	3.06	-67 42.8	13.83	0.35	-0.77	2	-0.25	-1.22	-6.4	I
346	3	3.21	-68 20.8	15.31	0.13	-0.93	2				
349	3	3.66	-67 38.8	12.65	-0.01	-0.93	1	-0.25	-1.10	-6.5	H
351	3	3.32	-68 33.8	14.19	0.03	-0.81	2	-0.07	-0.38	-4.5	
353	3	3.23	-68 37.8	14.27	-0.07	-0.92	2	-0.07	-0.93	-4.1	
354	3	3.22	-68 35.8	14.44	0.11	-0.88	2	-0.03	-1.01	-4.5	
355	3	3.15	-67 34.8	15.24	-0.25	-1.01	1				
360	3	3.74	-68 53.8	15.33	0.04	-0.66	1	-0.06	-0.70	-3.3	
361	3	3.74	-68 48.8	15.23	-0.15	-0.90	1				
363	3	3.83	-68 40.8	14.14	-0.05	-0.92	2	-0.07	-0.94	-4.3	
365	3	3.06	-67 32.8	12.28	0.06	-0.67	2	-0.02	-0.73	-6.3	H
367	3	3.42	-68 32.8	14.21	-0.03	-0.75	1	-0.06	-0.77	-4.2	
369	3	3.36	-67 31.8	14.24	0.04	-0.94	2	-0.03	-1.03	-4.5	
371	3	3.69	-69 25.8	14.04	-0.27	-0.86	2				
372	3	3.57	-67 51.3	14.66	0.00	-0.94	2	-0.03	-1.00	-3.9	
373	3	3.68	-67 53.7	13.72	0.36	-0.53	2	-0.03	-0.81	-5.9	H

α 1975 δ											
Nr	h	min	s	V	S-V	U-S	n	(S-V) ₀	(U-S) ₀	M _v	Typ
375	5	35.57	-67 44.7	15.12	0.08	-0.94	2	—	—	—	
376	5	25.66	-67 40.0	14.89	0.37	-0.85	2	-0.13	-1.22	-5.1	
377	5	35.81	-68 16.7	14.51	-0.10	-0.88	1	-0.10	-0.82	-3.8	
378	5	35.99	-69 26.7	14.33	0.06	-0.97	2	-0.08	-1.07	-4.5	
385	5	36.18	-67 55.7	15.23	-0.02	-0.95	1	—	—	—	
388	5	36.24	-68 52.7	14.93	0.05	-0.81	2	-0.07	-0.89	-3.6	
392	5	36.46	-68 55.7	14.31	-0.08	-0.80	2	-0.08	-0.80	-4.0	
393	5	36.44	-68 54.7	13.79	0.02	-0.94	2	-0.08	-1.01	-4.9	
397	5	36.99	-69 29.7	11.82	0.09	-0.67	2	-0.02	-0.75	-6.9	I
398	5	36.93	-68 38.7	15.17	-0.16	-1.11	1	—	—	—	
402	5	37.58	-69 19.7	14.42	-0.03	-0.98	1	-0.08	-1.02	-4.1	
405	5	37.78	-69 22.7	14.06	-0.19	-1.06	1	-0.08	-0.96	-4.7	
406	5	37.99	-69 27.6	14.15	0.09	-0.84	1	-0.09	-0.89	-3.3	
411	5	38.12	-68 33.6	15.00	-0.09	-0.89	2	-0.08	-1.00	-4.3	
412	5	38.39	-69 26.6	14.62	0.10	-0.87	1	—	—	—	
415	5	38.69	-69 28.6	13.04	0.34	-0.56	1	0.02	-0.79	-6.4	I
416	5	38.63	-68 42.6	14.74	0.34	-0.71	2	-0.08	-1.01	-5.0	
424	5	39.36	-68 56.6	14.63	0.10	-0.88	3	-0.08	-1.01	-4.3	
425	5	39.41	-68 13.6	15.39	0.17	-1.01	2	—	—	—	
426	5	39.53	-68 33.6	15.10	-0.19	-0.71	2	—	—	—	
427	5	39.59	-69 24.6	13.12	-0.12	-0.94	1	-0.12	-0.94	-5.2	
428	5	39.75	-68 53.6	15.56	0.17	-0.91	1	—	—	—	
430	5	40.09	-69 22.6	13.85	0.05	-0.74	1	-0.03	-0.79	-4.7	
434	5	41.18	-69 16.6	14.48	0.03	-0.82	1	-0.07	-0.89	-4.2	
445	5	41.44	-68 51.5	13.20	0.07	-0.50	2	0.00	-0.55	-5.4	
450	5	41.73	-68 40.5	14.05	0.08	-0.95	2	-0.08	-1.07	-4.8	
451	5	41.93	-68 35.5	14.24	-0.01	-0.94	2	-0.08	-0.98	-4.3	
452	5	41.91	-68 16.5	13.82	-0.06	-0.93	2	-0.07	-0.93	-4.5	
464	5	42.71	-68 19.5	13.81	0.08	-1.04	1	-0.11	-1.13	-5.2	
467	5	44.13	-68 40.5	14.63	0.30	-0.38	1	-0.11	-1.19	-5.1	
480	4	53.24	-69 32.9	15.09	0.22	-0.68	1	-0.07	-0.88	-4.2	
488	4	56.38	-70 1.9	14.36	-0.11	-0.91	1	-0.11	-0.91	-4.0	
498	4	59.79	-70 5.8	13.63	0.04	-0.79	1	-0.02	-0.83	-4.9	
500	5	0.00	-70 4.7	14.30	0.00	-1.00	1	-0.08	-1.06	-4.3	
501	4	59.96	-69 37.7	15.12	-0.15	-0.42	1	—	—	—	
506	5	2.90	-71 21.7	14.39	-0.02	-0.96	2	-0.08	-1.00	-4.1	
510	5	4.20	-71 12.6	12.12	0.72	0.17	1	—	—	—	
515	5	5.04	-70 33.6	13.98	-0.19	-0.99	2	—	—	—	
516	5	5.10	-71 13.6	14.38	-0.08	-0.71	2	-0.08	-0.71	-4.0	
517	5	5.03	-70 26.6	14.41	-0.15	-0.86	2	-0.15	-0.86	-3.9	
518	5	5.26	-70 45.6	13.14	-0.13	-0.98	2	-0.18	-1.01	-5.3	I
524	5	5.68	-71 1.6	12.07	0.77	0.35	1	—	—	—	
528	5	5.99	-69 59.6	12.79	0.70	0.35	1	—	—	—	
529	5	6.09	-71 4.6	12.46	0.53	0.00	1	0.01	-0.35	-7.6	I
530	5	6.24	-70 31.6	14.60	-0.10	-0.92	1	-0.10	-0.92	-3.7	
531	5	6.34	-70 27.6	13.38	0.04	-1.07	2	-0.10	-1.17	-5.4	
547	5	15.61	-71 11.3	12.10	0.51	0.02	2	0.02	-0.32	-7.9	I
550	5	16.28	-69 35.3	14.77	-0.20	-0.85	1	—	—	—	
554	5	18.28	-69 37.2	13.98	0.17	-0.68	2	0.01	-0.80	-4.9	
555	5	18.38	-69 37.2	13.74	0.04	-0.46	2	0.00	-0.48	-4.7	
557	5	18.69	-69 38.2	14.12	-0.01	-0.20	1	—	—	—	
561	5	19.99	-69 40.2	14.43	0.52	0.67	1	—	—	—	
563	5	20.58	-69 31.1	13.31	0.09	0.13	1	—	—	—	
564	5	20.88	-69 32.2	14.11	-0.05	-0.99	2	-0.08	-1.01	-4.3	
567	5	22.19	-69 34.1	13.90	-0.18	-0.90	2	—	—	—	
570	5	22.85	-70 25.1	14.28	0.08	-0.37	1	0.01	-0.42	-6.3	
576	5	24.29	-69 38.0	14.78	-0.14	-0.97	2	—	—	—	
579	5	24.49	-69 40.0	14.77	-0.12	-0.93	2	-0.12	-0.93	-3.6	
580	5	24.75	-71 32.0	14.56	-0.01	-0.92	2	-0.08	-0.96	-4.0	
586	5	27.86	-70 30.0	14.38	0.04	-0.94	2	-0.08	-1.02	-4.3	
588	5	28.38	-70 34.9	13.93	-0.08	-1.03	2	-0.08	-1.03	-4.4	

α 1975 δ

Nr	h	min	s	'	V	B-V	U-B	n	(B-V) ₀	(U-B) ₀	M _v	Typ
590	5	30.52	-71	8.9	13.05	-0.07	-0.94	1	-0.25	-1.07	-5.9	I
593	5	31.27	-70	45.3	14.22	-0.08	-0.30	2	-0.08	-0.80	-4.1	I
594	5	31.62	-71	5.8	11.61	-0.13	-0.99	2	-0.22	-1.05	-7.0	I
595	5	31.60	-70	54.8	13.97	-0.06	-0.96	2	-0.08	-0.97	-4.4	
596	5	31.70	-70	54.8	15.24	-0.01	-0.97	1	—	—	—	
599	5	34.72	-69	45.8	15.08	0.04	-1.07	1	—	—	—	
603	5	35.96	-70	20.7	13.99	0.00	-1.02	2	-0.09	-1.08	-4.6	
607	5	37.99	-70	40.7	14.65	-0.07	-0.64	2	-0.07	-0.64	-3.7	
610	5	39.52	-69	42.6	15.07	-0.11	-1.00	2	—	—	—	
612	5	40.39	-69	31.6	14.87	0.14	-0.84	2	-0.08	-1.00	-4.2	
613	5	41.03	-69	57.6	14.31	0.20	-0.52	2	-0.01	-0.67	-4.7	I
618	5	41.88	-70	31.5	15.19	0.42	-0.99	1	—	—	—	
620	5	42.15	-71	19.5	14.23	-0.30	-0.96	2	—	—	—	
621	5	42.00	-69	37.5	14.10	0.19	-0.87	2	-0.09	-1.07	-5.1	
622	5	43.50	-69	39.5	14.54	-0.05	-1.03	2	—	—	—	
623	5	45.52	-71	0.4	13.46	0.47	-0.03	2	0.02	-0.34	-6.4	I

Weitere Daten von Be-Sternen der GMU

(Quelle: Rousseau et. al., 1978):

Nr	V	B-V	U-B	n	Typ	(B-V) ₀	(U-B) ₀	M _v	Typ
2	12.52	.02	-0.04	2	B8:I				
21	14.30	.01	-1.09	1	B1-2				
25	13.44	-.09	-.84	3	B2:	-0.09	-0.34	-4.9	I
46	11.62	-.07	-.94	4	B1:	-0.20	-1.03	-7.1	I
52	12.76	-.13	-.99	4	B8:				
98	12.06	.28	-.67	3	B2	-0.16	-0.99	-7.7	I
114	13.91	-.01	-.98	1					
118	9.88	.05	-.59	4	A0IAE	-0.01	-0.63	-8.6	I
135	14.49	-.08	-.96	2		-0.08	-0.96	-3.8	
136	13.57	-.08	-.96	4	B1:	-0.08	-0.96	-5.8	
150	11.90	-.08	-.89	4	B1:	-0.08	-0.89	-6.4	I
155	10.72	.22	-.62	4	B9IE	-0.03	-0.79	-8.4	I
156	13.85	-.19	-1.08	3	B0				
161	12.53	.65	-.73	-2	BE				
170	11.21	.08	-.80	4	B0	-0.12	-0.94	-7.8	I
175	12.68	.05	-.68	1	BE	-0.02	-0.73	-5.9	I
196	12.18	.16	-.33	4	A0I	0.01	-0.43	-6.7	I
202	13.38	.04	-.79	4	B1-2	-0.03	-0.84	-5.2	I
204	11.95	-.04	-.88	3	B3IE	-0.11	-0.93	-6.5	I
208	11.85	.24	-.26	4	B8IE	0.01	-0.42	-7.2	I
209	13.35	.30	-.15	5	B8:	0.02	-0.34	-5.9	I
212	11.54	-.07	-.89	3	B0IA	-0.08	-0.90	-6.8	I
227	11.88	.05	-.66	3	BE	-0.02	-0.71	-6.7	I
228	10.87	-.07	-.94	4	B0-B0	-0.20	-1.03	-7.9	I
233	12.69	.11	-.25	2	A0I	0.02	-0.31	-5.9	I
236	13.96	-.07	-.99	2	B0	-0.08	-1.00	-4.4	
240	13.5	.0	-.89	2	B1-2	-0.20	-1.03	-5.5	I
241	10.68	.10	-.65	4	B5IA	-0.02	-0.73	-8.0	I
243	12.55	-.22	-1.05	3	B0	-0.22	-1.05	-5.3	I
244	9.96	.12	-.98	-3	? BE	-0.23	-1.24	-9.3	I
261	11.45	.27	-.80	-3	BE	-0.26	-1.19	-8.5	I
264	13.82	.05	-1.07	2	B0	-0.11	-1.19	-5.0	
273	13.61	-.02	-1.02	1	B1-2	-0.08	-1.07	-4.9	
274	14.05	.10	-.90	3		-0.08	-1.03	-4.9	
299	10.18	.17	-.61	2	BE	-0.02	-0.74	-8.8	I

Nr	V	B-V	U-B	n	Typ	(B-V) ₀	(U-B) ₀	M _v	Typ
323	10.69	.09	-.67	4	B2.5:	-0.02	-0.75	-8.0	I
331	10.28	.24	-.29	3	A1IA	0.01	-0.45	-8.3	I
335	11.90	-.07	-.97	4	O-B0E	-0.25	-1.10	-7.0	I
341	10.54	.02	-.85	7	B1IAE	-0.14	-0.96	-8.3	I
345	14.44	.04	-1.06	1	O80				
374	12.28	-.21	-1.04	6	O7	-0.21	-1.04	-6.0	I
384	12.1	-.03	-.90	3	B1-2	-0.17	-1.00	-6.7	I
387	13.37	-.03	-.82	1	O80	-0.03	-0.82	-5.0	I
395	11.63	.07	-.80	3	O-B0	-0.10	-0.92	-7.4	I
396	10.92	.19	-.92	-3	BE	-0.24	-1.23	-8.8	I
407	11.36	.0	-.86	7	O9.5I	-0.12	-0.95	-7.4	I
415	12.96	.26	-.54	3	BE				
422	12.68	.01	-.91	1	B0:	-0.25	-1.10	-6.5	I
434	11.94	-.11	-.92	3	B0.5	-0.11	-0.92	-6.4	I
436	12.06	.27	-.97	-2	BE				
449	12.02	.42	-.27	4	B6I	0.00	-0.57	-7.7	I
470	12.73	.11	-.78	4	O-B0E	-0.12	-0.94	-6.4	I
472	10.24	.23	-.26	5	A1IAU	0.01	-0.41	-8.8	I
489	10.66	.17	-.62	3	BE	-0.02	-0.75	-8.3	I
502	13.46	-.07	-.94	3	B1:	-0.20	-1.03	-5.3	I
525	11.40	.04	-.89	5	B2.5	-0.02	-0.73	-7.1	I
542	10.76	.08	-.77	4	B7I	-0.05	-0.86	-8.0	I
543	11.70	.20	-.73	2	BE	-0.16	-0.99	-7.8	I
553	10.74	-.03	-.91	6	B0:	-0.19	-1.03	-8.1	I
552	13.05	.0	-.80	3	B1-2	0.00	-0.80	-5.3	I
604	11.79	-.06	-.90	4	B1	-0.12	-0.94	-6.7	I
605	14.65	-.02	-.98	3					
619	12.79	.05	-.84	2	O-B0	-0.16	-0.99	-6.2	I
901	11.52	.02	-.70	4	B0:IE	-0.02	-0.73	-6.9	I
903	10.36	.09	-.58	5	B8IAE	-0.01	-0.65	-8.3	I
904	12.89	.03	-.82	3	BEF	-0.08	-0.90	-5.8	I
905	12.50	.02	-.81	4	OB(E)	-0.04	-0.35	-6.0	I
906	13.33	-.06	-.86	4	B1.5:E	-0.06	-0.86	-5.0	I
907	13.42	-.22	-1.01	3	OB(E)				

6.4. Katalog der galaktischen Be-Sterne ($-45^{\circ} \leq l \leq 45^{\circ}$)

BEOBSACHTUNGSDATEN

NAME

1

- 193 -

LFN	ID	ALPHA h m s	DELTA ° ' "	L °	B °	V	B-V	U-B	M	F(B-U)	U ₀ (B-U) ₀	M _v	R kpc	Z pc	TYP
1	DM-576639	14 23.11	-57 59.9	315.22	2.36	10.84	0.23	-0.18	3	0.35	9.70	-0.12	-0.47	1.61	66
2	DM-576644	14 23.74	-57 59.5	315.30	2.33	10.64	0.26	-0.04	3	0.35	9.47	-0.09	-0.31	1.61	51
3	DM-126986	14 27.12	-52 2.0	317.94	7.71	9.67	0.29	0.14	3	0.43	9.27	-0.14	-0.53	1.63	120
4	DM-127449	14 28.93	-58 36.1	315.84	1.47	7.72	-0.01	0.60	3	0.14	7.31	-0.17	-0.71	1.63	127/30n
5	HD 127112	14 29.09	-58 40.1	315.89	1.49	7.15	-0.10	0.35	3	0.23	8.39	-0.13	-0.51	1.37	97/80ne
6	DM-127315	14 30.27	-56 31.6	316.67	3.37	9.87	0.20	-0.20	4	0.31	8.84	-0.11	-0.41	1.37	12
7	DM-575640	14 31.52	-59 41.4	315.61	0.38	10.75	0.36	0.43	4	0.55	8.98	-0.19	-0.82	1.92	10
8	HD 127756	14 31.75	-60 47.4	315.21	0.64	7.61	0.10	-0.17	7	0.35	6.56	-0.22	-1.01	0.97	81/20ne
9	HD 127782	14 31.69	-56 33.3	316.04	3.27	9.42	0.17	-0.17	7	0.28	8.49	-0.11	-0.42	1.33	80v
10	DM-605441	14 31.93	-61 17.7	315.04	4.12	9.85	0.11	-0.43	2	0.26	9.00	-0.15	-0.61	1.03	20
11	DM-566341	14 32.23	-56 20.1	316.99	3.44	10.82	0.31	0.14	4	0.37	9.59	-0.06	-0.11	1.03	64
12	DM-642939	14 33.14	-64 34.9	313.09	-4.20	10.90	0.58	-0.37	5	0.79	8.31	-0.21	-0.95	1.70	139
13	DM-605471	14 34.87	-60 31.0	315.54	0.85	10.19	0.37	-0.33	2	0.54	8.43	-0.17	-0.71	1.67	18
14	HEN 1016	14 35.30	-61 10.0	315.46	-1.16	12.11	0.47	-0.32	3	0.65	9.98	-0.18	-0.79	2.86	57
15	HD 128088	14 36.32	-59 43.0	316.16	1.17	9.08	0.17	0.17	4	0.35	8.03	-0.15	-0.59	1.79	1
16	DM-582654	14 37.05	-58 34.5	316.62	2.17	10.45	0.26	-0.39	2	0.42	9.06	-0.16	-0.69	1.60	33
17	DM-624324	14 37.00	-62 43.1	315.02	-2.66	10.53	0.29	-0.45	2	0.47	9.00	-0.18	-0.78	2.27	179
18	DM-574753	14 39.94	-58 9.1	317.10	1.41	10.35	0.45	0.02	4	0.41	8.68	-0.10	-0.36	1.20	95
19	DM-576629	14 39.64	-59 38.4	316.55	0.03	10.30	0.29	-0.12	4	0.41	9.01	-0.11	-0.40	1.29	1.15
20	DM-592700	14 39.99	-60 0.0	316.46	-0.33	10.72	0.39	-0.47	4	0.59	8.78	-0.20	-0.90	2.03	7.1
21	DM-620700	14 43.82	-65 31.9	319.45	-5.53	8.44	0.03	0.34	5	0.14	7.97	-0.12	-0.43	1.37	21
22	DM-605926	14 43.83	-65 1.4	323.46	1.01	10.16	0.04	-0.14	3	0.19	9.03	-0.15	-0.67	1.37	180
23	DM-605921	14 43.97	-60 32.2	315.79	1.07	10.72	0.43	-0.14	7	0.36	8.91	0.14	-0.75	1.80	24
24	DM-130219	14 45.08	-56 11.2	318.73	1.77	9.95	0.41	-0.53	3	0.55	7.60	0.09	-1.06	3.52	2
25	DM-130437	14 45.97	-60 14.7	317.22	-0.77	9.92	0.71	-0.41	3	0.55	6.80	-0.24	-1.13	3.99	15
26	HEN 1032	14 47.12	-59 39.0	317.42	-0.39	12.31	1.52	0.46	4	1.22	6.60	-0.20	-0.89	2.77	5
27	HD 130634	14 47.17	-52 31.5	320.76	6.43	8.75	0.14	-0.19	6	0.39	7.48	-0.05	-0.46	3.43	14
28	HD 130912	14 49.68	-62 34.8	315.96	-4.04	8.91	0.03	-0.25	2	0.12	8.50	-0.10	-0.34	1.13	59
29	DM-605552	14 50.29	-60 58.7	317.21	1.71	10.53	0.49	-0.29	2	0.98	7.26	-0.09	-0.95	4.93	87
30	HD 131168	14 52.68	-62 34.8	316.71	-3.31	6.85	-0.06	-0.75	3	0.45	6.41	-0.19	-0.65	2.05	131
31	THEIR CIR	14 52.68	-62 34.8	316.71	-3.31	6.85	-0.06	-0.75	3	0.45	6.41	-0.19	-0.65	2.05	131
32	HEN 1039	14 52.72	-59 14.1	316.24	0.34	11.50	0.97	0.27	3	1.01	6.14	-0.05	-0.47	3.44	12
33	DM-633464	14 54.84	-63 23.5	316.55	-4.25	11.30	0.52	-0.17	3	0.74	8.87	-0.18	-0.75	2.20	184
34	HD 131891	14 56.07	-72 31.3	312.31	12.53	8.07	-0.01	0.17	3	0.42	6.41	-0.14	-0.53	3.56	9.93
35	HEN 1043	14 58.66	-59 19.0	318.54	-0.58	11.48	0.58	-0.10	3	0.75	9.03	-0.17	-0.72	3.12	170
36	DM-593329	15 0.85	-55 24.3	320.51	1.53	11.06	0.57	-0.10	3	0.63	8.98	-0.14	-0.58	1.10	1.04
37	DM-566570	15 1.40	-56 32.3	320.51	1.53	10.51	0.37	-0.33	2	0.51	8.83	-0.14	-0.58	1.26	1.31
38	HD 133495	15 1.50	-60 58.1	318.77	-2.17	6.88	0.02	-0.35	4	0.17	7.98	-0.14	-0.56	1.71	0.86
39	DM-133738	15 4.98	-61 41.7	321.00	-1.22	4.68	0.01	-0.82	3	0.21	6.21	-0.21	-0.96	3.14	0.74
40	DM-566794	15 6.39	-56 41.7	321.38	-1.96	10.10	0.25	0.26	4	0.38	8.95	-0.12	-0.46	1.43	1.20
41	HD 134401	15 8.79	-55 48.7	316.69	1.96	9.97	0.04	-0.64	3	0.25	8.17	-0.19	-0.81	2.37	1.28
42	HD 134484	15 8.85	-53 28.2	321.65	3.69	8.29	0.01	-0.19	3	0.24	9.02	-0.09	-0.36	0.92	38
43	HD 134571	15 9.47	-50 32.18	324.57	6.50	9.77	0.12	-0.23	3	0.24	7.97	-0.11	-0.39	1.26	1.14
44	HD 134809	15 10.70	-51 71.3	324.44	5.50	9.83	0.20	-0.40	3	0.36	8.67	-0.16	-0.65	1.93	1.32
45	HD 134958	15 11.37	-57 59.3	320.97	0.53	8.08	0.34	-0.60	4	0.56	6.26	-0.22	-1.01	3.37	0.85
46	HD 135160	15 12.55	-60 43.2	319.66	-2.84	7.72	-0.01	-0.91	4	0.13	4.32	-0.22	-1.00	3.34	0.54
47	HD 135354	15 13.31	-56 50.6	321.79	0.41	7.22	0.01	-0.29	3	0.11	8.05	-0.10	-0.36	1.18	1.01
48	DM-528008	15 13.74	-52 46.8	323.97	3.54	10.77	0.17	-0.20	3	0.28	10.06	-0.11	-0.39	1.25	1.83
49	HD 135570	15 15.21	-67 4.3	316.60	-0.34	8.50	0.05	-0.48	3	0.18	7.92	-0.13	-0.50	1.56	0.79
50	DM-614896	15 15.98	-62 4.3	319.37	-4.21	9.63	0.51	-0.41	4	0.72	7.27	-0.21	-0.97	3.03	1.15

821Vnnep

89111

87111

81111

83vne

83vne

83vne

83vne

83vne

83vne

11	12	13	14	15	16	17	18	19	20	21	22	23	24	25	26	27	28	29	30	31	32	33	34	35	36	37	38	39	40	41	42	43	44	45	46	47	48	49	50	51	52	53	54	55	56	57	58	59	60	61	62	63	64	65	66	67	68	69	70	71	72	73	74	75	76	77	78	79	80	81	82	83	84	85	86	87	88	89	90	91	92	93	94	95	96	97	98	99	100																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																																					
15	19.75	49	56.9	326.99	5.73	9.03	0.30	-0.65	4	0.72	7.31	-0.23	-1.04	3.51	1.46	01Vne	15	22.18	-53	35.7	324.60	2.47	9.44	0.03	0.73	3	0.15	7.56	-0.17	0.74	2.19	1.04	02Vne	15	24.60	-60	32.1	321.03	3.49	9.44	0.04	0.13	3	0.11	9.07	-0.03	0.71	0.10	1.04	03Vne	15	27.02	-67	29.6	317.06	4.51	9.44	0.05	0.13	3	0.11	9.07	-0.03	0.71	0.10	1.04	04Vne	15	29.03	-64	57.7	339.01	9.40	7.97	0.11	-0.65	3	0.41	8.93	0.12	0.38	5.71	0.85	05Vne	15	31.90	-71	43.0	315.11	13.08	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	06Vne	15	34.97	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	07Vne	15	37.95	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	08Vne	15	40.92	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	09Vne	15	43.89	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	10Vne	15	46.86	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	11Vne	15	49.83	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	12Vne	15	52.80	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	13Vne	15	55.77	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	14Vne	15	58.74	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	15Vne	15	61.71	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	16Vne	15	64.68	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	17Vne	15	67.65	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	18Vne	15	70.62	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	19Vne	15	73.59	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	20Vne	15	76.56	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	21Vne	15	79.53	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	22Vne	15	82.50	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	23Vne	15	85.47	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	24Vne	15	88.44	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	25Vne	15	91.41	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	26Vne	15	94.38	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	27Vne	15	97.35	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	28Vne	15	100.32	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	29Vne	15	103.29	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	30Vne	15	106.26	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	31Vne	15	109.23	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	32Vne	15	112.20	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	33Vne	15	115.17	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	34Vne	15	118.14	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	35Vne	15	121.11	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	36Vne	15	124.08	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	37Vne	15	127.05	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	38Vne	15	130.02	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	39Vne	15	132.99	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	40Vne	15	135.96	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	41Vne	15	138.93	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	42Vne	15	141.90	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	43Vne	15	144.87	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	44Vne	15	147.84	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	45Vne	15	150.81	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	46Vne	15	153.78	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	47Vne	15	156.75	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	48Vne	15	159.72	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	49Vne	15	162.69	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	50Vne	15	165.66	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	51Vne	15	168.63	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	52Vne	15	171.60	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	53Vne	15	174.57	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	54Vne	15	177.54	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	55Vne	15	180.51	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	56Vne	15	183.48	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	57Vne	15	186.45	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	58Vne	15	189.42	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	59Vne	15	192.39	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	60Vne	15	195.36	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	61Vne	15	198.33	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	62Vne	15	201.30	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	63Vne	15	204.27	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	64Vne	15	207.24	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	65Vne	15	210.21	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	66Vne	15	213.18	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	67Vne	15	216.15	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	68Vne	15	219.12	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	69Vne	15	222.09	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	70Vne	15	225.06	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	71Vne	15	228.03	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	72Vne	15	231.00	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	73Vne	15	233.97	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	74Vne	15	236.94	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	75Vne	15	239.91	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	76Vne	15	242.88	-59	4.2	332.41	12.68	10.48	0.23	0.50	3	0.68	8.75	0.22	-1.00	-3.35	0.56	77Vne	15	245.85

1111	1110	1109	1108	1107	1106	1105	1104	1103	1102	1101	1100	1099	1098	1097	1096	1095	1094	1093	1092	1091	1090	1089	1088	1087	1086	1085	1084	1083	1082	1081	1080	1079	1078	1077	1076	1075	1074	1073	1072	1071	1070	1069	1068	1067	1066	1065	1064	1063	1062	1061	1060	1059	1058	1057	1056	1055	1054	1053	1052	1051	1050	1049	1048	1047	1046	1045	1044	1043	1042	1041	1040	1039	1038	1037	1036	1035	1034	1033	1032	1031	1030	1029	1028	1027	1026	1025	1024	1023	1022	1021	1020	1019	1018	1017	1016	1015	1014	1013	1012	1011	1010	1009	1008	1007	1006	1005	1004	1003	1002	1001	1000	999	998	997	996	995	994	993	992	991	990	989	988	987	986	985	984	983	982	981	980	979	978	977	976	975	974	973	972	971	970	969	968	967	966	965	964	963	962	961	960	959	958	957	956	955	954	953	952	951	950	949	948	947	946	945	944	943	942	941	940	939	938	937	936	935	934	933	932	931	930	929	928	927	926	925	924	923	922	921	920	919	918	917	916	915	914	913	912	911	910	909	908	907	906	905	904	903	902	901	900	899	898	897	896	895	894	893	892	891	890	889	888	887	886	885	884	883	882	881	880	879	878	877	876	875	874	873	872	871	870	869	868	867	866	865	864	863	862	861	860	859	858	857	856	855	854	853	852	851	850	849	848	847	846	845	844	843	842	841	840	839	838	837	836	835	834	833	832	831	830	829	828	827	826	825	824	823	822	821	820	819	818	817	816	815	814	813	812	811	810	809	808	807	806	805	804	803	802	801	800	799	798	797	796	795	794	793	792	791	790	789	788	787	786	785	784	783	782	781	780	779	778	777	776	775	774	773	772	771	770	769	768	767	766	765	764	763	762	761	760	759	758	757	756	755	754	753	752	751	750	749	748	747	746	745	744	743	742	741	740	739	738	737	736	735	734	733	732	731	730	729	728	727	726	725	724	723	722	721	720	719	718	717	716	715	714	713	712	711	710	709	708	707	706	705	704	703	702	701	700	699	698	697	696	695	694	693	692	691	690	689	688	687	686	685	684	683	682	681	680	679	678	677	676	675	674	673	672	671	670	669	668	667	666	665	664	663	662	661	660	659	658	657	656	655	654	653	652	651	650	649	648	647	646	645	644	643	642	641	640	639	638	637	636	635	634	633	632	631	630	629	628	627	626	625	624	623	622	621	620	619	618	617	616	615	614	613	612	611	610	609	608	607	606	605	604	603	602	601	600	599	598	597	596	595	594	593	592	591	590	589	588	587	586	585	584	583	582	581	580	579	578	577	576	575	574	573	572	571	570	569	568	567	566	565	564	563	562	561	560	559	558	557	556	555	554	553	552	551	550	549	548	547	546	545	544	543	542	541	540	539	538	537	536	535	534	533	532	531	530	529	528	527	526	525	524	523	522	521	520	519	518	517	516	515	514	513	512	511	510	509	508	507	506	505	504	503	502	501	500	499	498	497	496	495	494	493	492	491	490	489	488	487	486	485	484	483	482	481	480	479	478	477	476	475	474	473	472	471	470	469	468	467	466	465	464	463	462	461	460	459	458	457	456	455	454	453	452	451	450	449	448	447	446	445	444	443	442	441	440	439	438	437	436	435	434	433	432	431	430	429	428	427	426	425	424	423	422	421	420	419	418	417	416	415	414	413	412	411	410	409	408	407	406	405	404	403	402	401	400	399	398	397	396	395	394	393	392	391	390	389	388	387	386	385	384	383	382	381	380	379	378	377	376	375	374	373	372	371	370	369	368	367	366	365	364	363	362	361	360	359	358	357	356	355	354	353	352	351	350	349	348	347	346	345	344	343	342	341	340	339	338	337	336	335	334	333	332	331	330	329	328	327	326	325	324	323	322	321	320	319	318	317	316	315	314	313	312	311	310	309	308	307	306	305	304	303	302	301	300	299	298	297	296	295	294	293	292	291	290	289	288	287	286	285	284	283	282	281	280	279	278	277	276	275	274	273	272	271	270	269	268	267	266	265	264	263	262	261	260	259	258	257	256	255	254	253	252	251	250	249	248	247	246	245	244	243	242	241	240	239	238	237	236	235	234	233	232	231	230	229	228	227	226	225	224	223	222	221	220	219	218	217	216	215	214	213	212	211	210	209	208	207	206	205	204	203	202	201	200	199	198	197	196	195	194	193	192	191	190	189	188	187	186	185	184	183	182	181	180	179	178	177	176	175	174	173	172	171	170	169	168	167	166	165	164	163	162	161	160	159	158	157	156	155	154	153	152	151	150	149	148	147	146	145	144	143	142	141	140	139	138	137	136	135	134	133	132	131	130	129	128	127	126	125	124	123	122	121	120	119	118	117	116	115	114	113	112	111	110	109	108	107	106	105	104	103	102	101	100	99	98	97	96	95	94	93	92	91	90	89	88	87	86	85	84	83	82	81	80	79	78	77	76	75	74	73	72	71	70	69	68	67	66	65	64	63	62	61	60	59	58	57	56	55	54	53	52	51	50	49	48	47	46	45	44	43	42	41	40	39	38	37	36	35	34	33	32	31	30	29	28	27	26	25	24	23	22	21	20	19	18	17	16	15	14	13	12	11	10	9	8	7	6	5	4	3	2	1	0	-1	-2	-3	-4	-5	-6	-7	-8	-9	-10	-11	-12	-13	-14	-15	-16	-17	-18	-19	-20	-21	-22	-23	-24	-25	-26	-27	-28	-29	-30	-31	-32	-33	-34	-35	-36	-37	-38	-39	-40	-41	-42	-43	-44	-45	-46	-47	-48	-49	-50	-51	-52	-53	-54	-55	-56	-57	-58	-59	-60	-61	-62	-63	-64	-65	-66	-67	-68	-69	-70	-71	-72	-73	-74	-75	-76	-77	-78	-79	-80	-81	-82	-83	-84	-85	-86	-87	-88	-89	-90	-91	-92	-93	-94	-95	-96	-97	-98	-99	-100	-101	-102	-103	-104	-105	-106	-107	-108	-109	-110	-111	-112	-113	-114	-115	-116	-117	-118	-119	-120	-121	-122	-123	-124	-125	-126	-127	-128	-129	-130	-131	-132	-133	-134	-135	-136	-137	-138	-139	-140	-141	-142	-143	-144	-145	-146	-147	-148	-149	-150	-151	-152	-153	-154	-155	-156	-157	-158	-159	-160	-161	-162	-163	-164	-165	-166	-167	-168	-169	-170	-171	-172	-173	-174	-175	-176	-177	-178	-179	-180	-181	-182	-183	-184	-185	-186	-187	-188	-189	-190	-191	-192	-193	-194	-195	-196	-197	-198	-199	-200	-201	-202	-203	-204	-205	-206	-207	-208	-209	-210	-211	-212	-213	-214	-215	-216	-217	-218	-219	-220	-221	-222	-223	-224	-225	-226	-227	-228	-229	-230	-231	-232	-233	-234	-235	-236	-237	-238	-239	-240	-241	-242	-243	-244	-245	-246	-247	-248	-249	-250	-251	-252	-253	-254	-255	-256	-257	-258	-259	-260	-261	-262	-263	-264	-265	-266	-267	-268	-269	-270	-271	-272	-273	-274	-275	-276	-277	-278	-279	-280	-281	-282	-283	-284	-285	-286	-287	-288	-289	-290	-291	-292	-293	-294	-295	-296	-297	-298	-299	-300	-301	-302	-303	-304	-305	-306	-307	-308	-309	-310	-311	-312	-313	-314	-315	-316	-317	-318	-319	-320	-321	-322	-323	-324	-325	-326	-327	-328	-329	-330	-331	-332	-333	-334	-335	-336	-337	-338	-339	-340	-341	-342	-343	-344	-345	-346	-347	-348	-349	-350	-351	-352	-353	-354	-355	-356	-357	-358	-359	-360	-361	-362	-363	-364	-365	-366	-367	-368	-369	-370	-371	-372	-373	-374	-375	-376	-377	-378	-379	-380	-381	-382	-383	-384	-385	-386	-387	-388	-389	-390	-391	-392	-393	-394	-395	-396	-397	-398	-399	-400	-401	-402	-403	-404	-405	-406	-407	-408	-409	-410	-411	-412	-413	-414	-415	-416	-417	-418	-419	-420	-421	-422	-423	-424	-425	-426	-427	-428	-429	-430	-431	-432	-433	-434	-435
------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	----	---	---	---	---	---	---	---	---	---	---	----	----	----	----	----	----	----	----	----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------	------

*1 Späthyp- oder andere Frühtypen, emissionsliniensterne

BEFÖRCHTUNGSSTATEN

IN	IV	ALPHA 1950 DELTA	L	B	V	B-V	U-B	n	F(B-V)	V ₀ (B-V) ₀	M _v	R	Z	TYP
		h m s										pc		
101	HD 169053	18 20.41 -12 2.5	19.04	0.69	5.70	0.01	0.21	2	0.10	5.55	0.09	0.20	6.19	B
102	HD 169043	18 20.41 -9 55.5	20.99	1.54	9.73	0.45	-0.46	2	0.66	7.55	-0.21	-0.95	1.34	B2e
403	HD 168926	18 21.39 -12 14.5	18.20	-0.78	0.52	1.33	0.17	2	1.13	3.83	0.10	0.22	1.06	B1e
404	HD 159273	18 21.79 -18 45.9	13.27	-2.78	9.22	0.22	-0.71	1	0.13	7.76	-0.23	-1.03	1.77	B0
405	HD 159063	18 22.25 -14 40.7	16.93	0.95	8.22	0.16	0.13	3	1.36	3.41	0.09	0.93	0.64	B0e
406	HD 159043	18 22.41 -14 40.7	17.93	0.87	6.61	0.31	0.20	3	1.06	3.41	-0.09	0.94	0.64	B0e
407	HD 169017	18 23.49 -34 1.7	59.79	10.13	9.68	-0.03	0.41	3	0.10	9.36	0.13	-0.49	1.33	B1
408	HD 169017	18 23.49 -34 1.7	21.53	10.70	18.70	0.75	0.10	3	0.09	6.59	-0.09	0.66	5.03	B1
409	HD 169017	18 23.49 -34 1.7	14.11	1.38	10.65	0.65	0.83	3	0.56	7.21	0.29	1.16	2.34	B0e
410	HD 169017	18 23.49 -34 1.7	13.15	3.40	10.67	0.15	0.20	3	0.36	6.90	0.15	0.65	1.60	B0e
411	HD 169055	18 24.25 -10 39.1	17.19	-1.43	10.34	0.54	0.41	3	1.08	7.86	-0.21	-0.96	1.34	B0e
412	HD 17000	18 24.80 -18 0.8	19.27	-3.05	12.32	0.45	0.34	3	0.73	10.72	-0.04	0.02	0.71	B0e
413	HD 169017	18 25.15 -14 49.3	14.51	1.69	9.17	0.40	0.58	3	0.73	7.35	0.23	-1.05	1.35	B0e
414	HD 169017	18 25.60 -34 34.3	22.99	3.09	12.51	0.23	0.26	1	0.04	5.41	-0.01	0.65	0.77	B0e
415	HD 169017	18 26.20 -34 34.3	7.25	6.69	10.52	0.19	0.36	3	0.30	5.51	0.29	1.01	1.39	B0e
416	HD 169017	18 26.74 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
417	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
418	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
419	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
420	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
421	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
422	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
423	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
424	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
425	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
426	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
427	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
428	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
429	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
430	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
431	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
432	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
433	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
434	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
435	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
436	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
437	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
438	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
439	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
440	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
441	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
442	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
443	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
444	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
445	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
446	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
447	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
448	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
449	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
450	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
451	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
452	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
453	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
454	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
455	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
456	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
457	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
458	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
459	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
460	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
461	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
462	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
463	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
464	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
465	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
466	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
467	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
468	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
469	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
470	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
471	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
472	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
473	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
474	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
475	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
476	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
477	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
478	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
479	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04	0.42	1.03	B0e
480	HD 169017	18 26.84 -34 34.3	13.65	9.46	9.11	0.03	0.15	3	0.13	8.00	-0.04			

LN	ID	ALPHA 1950	DELTA	L	B	U	B	U	B	N	E(B-U)	V ₀	(U-B) ₀	M _v	R	Z	TYPE
		h	m												kpc	pc	
451	HD 173817	18 44.73	2 32.48	34.77	2.12	8.63	0.15	-0.26	2	0.27	7.75	-0.12	-0.44	-1.39	0.68	5	B8
452	HD 173948	18 45.86	-12 21.48	21.64	-4.97	10.11	0.36	0.71	3	0.30	8.51	0.14	0.76	1.71	1.11	3	B8
453	HD 174419	18 47.95	-5 49.48	27.70	-2.45	10.17	0.28	0.10	3	0.43	9.03	0.06	-0.13	0.58	1.11	58	
454	HD 174458	18 48.32	-9 53.52	24.12	-4.38	8.75	0.30	0.65	3	0.31	7.69	0.21	0.96	2.11	1.33	100	B1e
455	HD 174513	18 48.45	-7 51.45	25.95	-3.49	8.93	0.00	-0.75	2	0.21	8.06	-0.20	-0.90	2.03	1.50	91	B1e
456	HD 174517	18 49.27	-24 4.0	11.10	10.87	9.69	0.14	0.25	3	0.25	8.96	0.13	0.43	1.76	1.10	181	B9
457	HD 174532	18 49.31	-20 22.17	14.70	9.99	9.07	0.14	0.30	3	0.37	8.19	-0.13	0.48	-1.51	0.87	142	B9
458	HD 174705	18 49.49	-11 41.16	22.64	-5.46	8.40	0.27	-0.48	3	0.46	6.91	-0.19	-0.80	-2.35	0.71	3	B3e
459	HD 174725	18 50.01	19 43.48	11.44	9.15	8.74	0.09	0.34	4	0.21	8.04	0.13	0.49	-1.52	0.82	121	B9
460	HD 174886	18 50.48	-10 17.0	24.02	-5.04	7.77	0.11	-0.40	3	0.26	6.93	-0.14	-0.58	-1.74	0.54	47	B3
461	HD 174916	18 50.41	-12 53.55	30.93	-2.29	10.44	1.03	0.11	2	1.29	6.25	-0.25	-1.10	-6.10	0.91	118	B1e
462	HD 174934	18 50.66	-19 13.7	16.19	9.92	7.00	0.09	0.28	3	0.15	6.53	0.21	-1.09	0.87	1.14	198	B9e
463	HD 174946	18 50.76	-2 28.1	30.85	0.14	5.57	0.78	0.22	3	0.30	5.27	-0.08	-0.25	0.89	0.17	0	
464	HD 175054	18 51.31	-7 51.9	40.05	1.05	12.94	0.01	-0.30	3	0.30	9.98	0.13	0.42	-1.34	1.83	58	
465	HD 175159	18 52.55	-7 12.2	27.45	-4.97	9.01	0.15	-0.35	3	0.46	8.09	0.13	0.60	-1.54	0.84	23	B9
466	HD 175444	18 56.45	-12 58.0	22.59	-8.20	9.64	0.35	-0.18	4	0.49	8.05	-0.13	-0.52	-1.61	0.85	127	B2
467	HD 175915	19 0.60	-20 12.2	16.10	-11.60	7.26	0.02	0.41	3	0.31	7.27	-0.13	-0.51	-1.48	0.59	127	B3e
468	HD 176015	19 0.62	-11 9.5	44.26	3.26	9.30	-0.01	0.35	3	0.63	7.19	0.03	0.83	4.17	1.33	103	B6
469	HD 176227	19 1.22	-19 9.15	7.88	-15.68	7.08	-0.01	-0.25	3	0.09	6.79	-0.09	-0.31	-1.04	0.57	133	B3e
470	HD 176715	19 5.34	-3 22.3	17.35	-12.26	5.52	-0.07	-0.67	2	1.10	5.25	-0.17	-0.74	-3.15	0.30	165	B9
471	HD 176815	19 6.35	-3 25.2	31.95	-5.42	9.22	0.47	-0.07	2	0.52	7.81	-0.04	-0.43	3.83	1.23	165	B9
472	HD 176825	19 6.80	-2 2.5	36.86	-3.01	11.24	0.99	0.70	2	1.03	7.80	-0.04	-0.03	0.57	0.47	25	
473	HD 179405	19 9.99	-6 32.6	29.57	7.65	8.93	0.38	0.52	3	0.61	6.93	-0.23	1.04	-3.25	1.23	165	B9e
474	HD 179512	19 10.00	-6 3.2	40.79	1.95	11.17	0.71	0.14	2	0.70	8.69	-0.04	-0.40	3.43	1.50	91	B11
475	HD 179813	19 12.15	19 52.6	53.17	4.33	10.40	1.16	0.57	1	1.18	6.45	0.03	-0.29	3.15	0.83	3	B11
476	HD 181241	19 12.14	0 -0.6	56.12	-6.41	8.66	0.26	0.18	3	0.38	7.45	0.12	-0.44	1.40	0.59	43	B9
477	HD 181409	19 12.49	-1 41.4	59.78	7.10	8.66	0.29	0.26	3	0.43	7.45	0.13	-0.55	-1.48	0.62	56	B0
478	HD 181567	19 13.54	-2 14.2	39.29	-2.29	9.54	0.53	0.04	3	0.57	7.15	-0.05	-0.46	3.43	1.50	138	B8
479	HD 181579	19 13.10	6 2.5	43.49	-2.69	11.35	1.28	1.93	1							31	
480	HD 181608	19 18.27	7 15.6	42.85	-3.14	9.55	0.39	-0.20	2	0.52	7.92	-0.14	-0.57	-1.74	0.85	37	B8
481	HD 181709	19 18.84	5 19.6	41.18	-4.13	8.77	0.27	-0.04	2	0.50	7.11	-0.04	-0.39	-3.43	1.23	32	B9
482	HD 181803	19 19.18	8 46.6	44.27	-2.58	9.03	0.44	-0.03	2	0.47	7.47	-0.03	-0.36	3.72	1.40	3	B9
483	HD 181803	19 20.31	4 29.1	40.63	-9.58	9.03	0.46	-0.13	3	0.47	7.48	-0.13	0.61	1.76	0.83	1	
484	HD 181953	19 20.31	4 33.6	41.02	-9.58	9.03	0.46	-0.13	3	0.47	7.48	-0.13	0.61	1.76	0.83	1	
485	HD 181959	19 31.12	3 39.1	41.15	-7.62	7.03	0.02	0.43	3	0.30	8.17	0.03	0.11	0.69	0.47	22	B2se
486	HD 182424	19 43.28	23 49.2	60.22	-2.67	7.02	0.03	0.63	3	0.94	3.89	-0.02	-0.65	6.72	1.57	3	B1e
487	HD 182425	19 43.28	23 49.2	60.22	-2.67	7.02	0.03	0.63	3	0.94	3.89	-0.02	-0.65	6.72	1.57	3	B1e
488	HD 182425	19 43.28	23 49.2	60.22	-2.67	7.02	0.03	0.63	3	0.94	3.89	-0.02	-0.65	6.72	1.57	3	B1e
489	HD 182925	19 50.10	29 1.6	65.47	1.08	11.73	0.63	0.18	1	0.75	9.27	-0.02	-0.43	0.38	0.57	92	
490	HD 183723	14 40.30	-63 3.0	315.21	3.11	9.44	0.32	-0.41	2	0.54	7.68	-0.22	-1.00	-1.38	1.34	25	
491	HD 183739	15 18.30	-58 58.0	322.93	3.11	9.46	0.22	-0.59	2	0.42	8.09	-0.20	-0.89	-2.78	1.40	31	
492	HD 183739	15 18.30	-58 58.0	323.21	-1.75	7.78	0.91	-0.12	2	0.94	4.66	-0.03	-0.81	-6.39	1.62	49	B1e
493	HD 183739	15 18.30	-58 58.0	323.90	-2.88	10.25	0.33	-0.46	2	0.52	8.55	-0.19	-0.83	-2.49	1.61	31	
494	HD 183739	16 12.00	-33 30.0	326.76	2.48	9.79	0.32	-0.26	2	0.47	8.26	-0.15	-0.59	-1.77	1.09	113	
495	HD 183739	16 12.00	-33 30.0	326.76	2.48	9.79	0.32	-0.26	2	0.47	8.26	-0.15	-0.59	-1.77	1.09	113	
496	HD 183739	16 12.00	-33 30.0	326.76	2.48	9.79	0.32	-0.26	2	0.47	8.26	-0.15	-0.59	-1.77	1.09	113	
497	HD 183739	16 12.00	-33 30.0	326.76	2.48	9.79	0.32	-0.26	2	0.47	8.26	-0.15	-0.59	-1.77	1.09	113	
498	HD 183739	16 12.00	-33 30.0	326.76	2.48	9.79	0.32	-0.26	2	0.47	8.26	-0.15	-0.59	-1.77	1.09	113	
499	HD 183739	16 12.00	-33 30.0	326.76	2.48	9.79	0.32	-0.26	2	0.47	8.26	-0.15	-0.59	-1.77	1.09	113	
500	HD 183739	16 12.00	-33 30.0	326.76	2.48	9.79	0.32	-0.26	2	0.47	8.26	-0.15	-0.59	-1.77	1.09	113	
501	HD 183739	16 12.00	-33 30.0	326.76	2.48	9.79	0.32	-0.26	2	0.47	8.26	-0.15	-0.59	-1.77	1.09	113	
502	HD 183739	16 12.00	-33 30.0	326.76	2.48	9.79	0.32	-0.26	2	0.47	8.26	-0.15	-0.59	-1.77	1.09	113	
503	HD 183739	16 12.00	-33 30.0	326.76	2.48	9.79	0.32	-0.26	2	0.47	8.26	-0.15	-0.59	-1.77	1.09	113	
504	HD 183739	16 12.00	-33 30.0	326.76	2.48	9.79	0.32	-0.26	2	0.47	8.26	-0.15	-0.59	-1.77	1.09	113	
505	HD 183739	16 12.00	-33 30.0	326.76	2.48	9.79	0.32	-0.26	2	0.47	8.26	-0.15	-0.59	-1.77	1.09	113	
506	HD 183739	16 12.00	-33 30.0	326.76	2.48	9.79	0.32	-0.26	2	0.47	8.26	-0.15	-0.59	-1.77	1.09	113	
507	HD 183739	16 12.00	-33 30.0	326.76	2.48	9.79	0.32	-0.26	2	0.47	8.26	-0.15	-0.59	-1.77	1.09	113	
508	HD 183739	16 12.00	-33 30.0	326.76	2.48	9.79	0.32	-0.26	2	0.47	8.26	-0.15	-0.59	-1.77	1.09	113	
509	HD 183739	16 12.00	-33 30.0	326.76	2.48	9.79	0.32	-0.26	2	0.47	8.26	-0.15	-0.59	-1.77	1.09	113	
510	HD 183739	16 12.00	-33 30.0	326.76	2.48	9.79	0.32	-0.26	2	0.47	8.26	-0.15	-0.59	-1.77	1.09	113	
511	HD 183739	16 12.00	-33 30.0	326.76	2.48	9.79	0.32	-0.26	2	0.47	8.26	-0.15	-0.59	-1.77	1.09	113	
512	HD 183739	16 12.00	-33 30.0	326.76	2.48	9.79	0.32	-0.26	2	0.47	8.26	-0.15	-0.59	-1.77	1.09	113	
513	HD 183739	16 12.00	-33 30.0	326.76	2.48	9.79	0.32	-0.26	2	0.47	8.26	-0.15	-0.59	-1.77	1.09	113	
514	HD 183739	16 12.00	-33 30.0	326.76	2.48	9.79	0.32	-0.26	2	0.47	8.26	-0.15	-0.59	-1.77	1.09	113	
515	HD 183739	16 12.00	-33 30.0	326.76	2.48	9.79	0.32	-0.26	2	0.47	8.26	-0.15	-0.59	-1.77	1.09	113	
516	HD 183739	16 12.00	-33 30.0	326.76	2.48	9.79	0.32	-0.26	2	0.47	8.26	-0.15	-0.59	-1.77	1.09	113	
517	HD 183739	16 12.00	-33 30.0	326.76	2.48	9.79	0.32	-0.26	2	0.47	8.26	-0.15	-0.59	-1.77	1.09	113	
518	HD 183739	16 12.00	-33 30.0	326.76	2.48	9.79	0.32	-0.26	2	0.47	8.26	-0.15	-0.59	-1.77	1.09	113	
519	HD 183739	16 12.00	-33 30.0	326.76	2.48	9.79	0.32	-0.26	2	0.47	8.26	-0.15	-0.59	-1.77	1.09	113	
520	HD 183739	16 12.00	-33 30.0	326.76	2.48	9.79	0.32	-0.26	2	0.47	8.26	-0.15	-0.59	-1.77	1.09	113	
521	HD 183739	16 12.00	-33 30.0	326.76	2.48	9.79	0.32	-0.26	2	0.4							

6.5. Katalog der dBe-Sterne in Sternhaufen und
Assoziationen mit MK-Klassifikationen sowie
ermittelte Helligkeits- und Farbenexzesse,
Leuchtkräfte und effektive Temperaturen

Stern- aggregat	Name	Typ	F_{ges}	Exzesse (S - *)			M_V	M_{bol}	$L/L_{\odot}$	$L^{\text{St}}/L_{\odot}$	$\log f_{\text{eff}}$ K	$v \sin(i)$ km/s	
				(B-V)	(U-B)								
NGC 457	HD 236689	B1.5Ve	0.97	-0.03	-0.05	0.45	-5.82	1.5E4	1.1E4		4.346		
NGC 457	+57 ^o 246	B6Ve ?	1.37	0.00	0.41	2.247	-4.357	4.6E3?	500?		4.382		
NGC 581	Nr. 87	B3V	0.29	-0.025	-0.01	0.19	-1.79	2.6E3	1.9E3		4.265		
NGC 653	+60 ^o 341	B9Vne?	1.68	0.10	0.79	4.00?	-4.317	4.5E3?	95?		4.430		
NGC 869	+56 ^o 484	B1III	1.38	-0.025	0.14	-0.55	-6.30	2.8E4	3.9E4		4.495 III		
NGC 884	+56 ^o 563	B1.5Vne	1.48	0.04	0.19	1.30	-6.77	4.2E4	1.1E4		4.502		
NGC 884	+56 ^o 566	B1.5Vne	2.32	-0.04	0.16	1.00	-6.37	3.0E4	1.1E4		4.405		
NGC 884	+56 ^o 573	B1Vn	0.75	-0.055	0.09	0.24	-5.74	4.1E4	1.6E4		4.461		
Ann	HD 15238	B2.5Vn	0.65	-0.015	-0.07	-0.34	-3.86	3.0E3	3.8E3		4.271		
Ann	HD 15239	B2.5Vn	0.65	-0.015	0.00	-0.30	-3.90	3.2E3	3.8E3		4.309		
NGC 957	Nr. 7	B3::e	0.51	-0.085	0.24	1.45	-4.99	3.2E3	1.9E3?		4.405 V		
Tr	2	HD 16080	B7V	0.52	-0.065	0.15	-0.05	-1.67	350	320		4.055	
NGC 1039	HD 16655	A0VShe	0.48	0.01	0.07	0.63	-0.28	94	54		3.979		
Alpha Per	HD 21641	B8Ve	0.87	0.01	-0.01	-0.48	-0.57	128	180		4.073	175	
Alpha Per	HD 22192	B5IIIE	1.16	-0.01	0.06	0.10	-3.60	2.2E3	1.8E3		4.196 III	355	
Alpha Per	HD 21455	B6V	0.00	-0.18	-0.16	-0.61	-1.50	297	500		4.069	150	
Alpha Per	HD 21551	B6VnShe	0.01	0.03	0.05	0.46	-1.51	299	180		4.098	300	
Plejaden	HD 23302	B5Ve	2.92	0.00	-0.14	0.77	-3.43	1.7E3	2.3E3		4.119	210	
Plejaden	HD 23400	B7Vnne	3.06	-0.015	0.03	0.69	-2.51	726	322		4.128	275	
Plejaden	HD 23630	B6IIIE	2.81	0.04	0.01	1.60	-3.62	2.3E3	460		4.099 III	180	
Plejaden	HD 23862	B6nne?	2.84	0.03	-0.02	0.33	-1.38	269	180		4.089 V	330	
NGC 1647	HD 30123	B8IIIE	0.31	-0.04	-0.02	-0.22	-1.80	392	46		4.089 III		
NGC 1778	Nr. 31	B6Ve	0.27	-0.11	-0.22	-0.35	-1.76	378	500		4.053		
NGC 1778	Nr. 79	B9IIIE	0.68	-0.065	0.09	1.39	-2.70	830	240		4.070 III		
NGC 1960	HD 245493	B2Vpe	0.42	-0.04	0.05	0.15	-4.95	7.8E3	5.7E3		4.371		
Trapez	HD 37115	B7VShe	2.79	-0.015	0.15	0.82	-2.44	687	320		4.188		
NGC 2168	+24 ^o 1127	B5e ?	2.18	0.01	-0.47	-0.24	-3.30	1.6E3	6.3E2		3.987 V		
Cr	96	HD 45901	B0e ?	0.65	-0.15	-0.04	-0.97	-6.19	1.5E4	5.2E4		4.461	
NGC 2244	HD 46056	O8Ve	2.97	-0.02	0.00	-0.82	-7.56	8.2E4	1.7E5		4.555	175	
NGC 2244	+05 ^o 1293	B1Vnne	2.16	-0.045	-0.10	-0.51	-5.39	1.2E4	1.6E4		4.346		
NGC 2264	Vas 72	B6Ve	3.43	-0.17	-0.36	-0.46	-0.59	130	180		3.935		
NGC 2323	Nr. 142	A0V	0.11	0.07	0.36	1.00	-0.65	138	54		4.094		
NGC 2323	HD 52922	B9Ve	0.14	0.085	0.19	1.66	-1.95	446	95		4.096		
Cr	140	HD 58155	B3IVE	1.03	-0.005	0.04	0.93	-4.47	5.0E3	1.9E3		4.293	250
NGC 2384	-20 ^o 1918	B1e	0.57	-0.045	0.04	0.11	-6.01	1.9E4	1.6E4		4.362		
NGC 2422	HD 60855	B2IVE	1.28	-0.03	-0.02	0.48	-5.25	1.1E4	5.7E3		4.331	260	
NGC 2422	HD 51224	B6IV-Ve	1.92	0.025	0.12	1.63	-2.64	797	180		4.065	250	
NGC 2451	HD 61925	B5IIIE	1.27	-0.09	-0.10	-1.00	-2.50	700	1.8E3		4.137 III	200	
NGC 2453	Nr. 54	B5Ve	0.15	-0.04	-0.01	1.27	-2.93	1.14E3	8.3E2		4.183		
NGC 2467	HD 64375	B6:nne	0.55	-0.13	-0.08	-1.52	-7.91	1.10E5	4.2E5		4.494		
NGC 2516	HD 65663	B8IIIE	0.59	0.00	0.00	-0.44	-2.46	681	460		4.095 III		

Stern- aggregat	Name	Typ	f _{ges}	Excess (St - *)	(B-V) ₀	(U-B) ₀	M _v	M _{bol}	L / L _☉	L St / L _☉	log T _{eff} K	v sin(i) km/s
NGC 2516	-60 ⁰ 968	89pShe	3.36	0.005	-0.10	-0.46	0.15	64	95	3.983	V	
NGC 2516	HD 66194	82Vne	3.38	-0.03	0.04	0.18	-4.98	8.1E3	5.7E3	4.365		200
Pismis 6	-45 ⁰ 4355	62IVe	0.06	0.00	0.08	0.50	-5.30	1.09E4	5.7E3	4.388		
NGC 3105	Nr. 7	82:ek?	0.71	-0.14	0.42	1.61	-6.41	3.1E4	5.7E3	4.200		
IC 2581	HD 302642	81:V:e	0.68	-0.105	0.12	0.36	-6.26	2.7E4	1.6E4	4.480		
IC 2581	HD 302840	80.5Ve	0.27	-0.01	-0.03	0.05	-6.58	3.6E4	3.5E4	4.430		
NGC 3293	Nr. 32	88Ve	0.74	0.00	0.03	0.00	-1.05	192	180	4.090		
NGC 3766	-60 ⁰ 3125	82IVne	0.76	0.01	-0.11	0.33	-5.08	9.0E3	5.7E3	4.282		
NGC 3766	-60 ⁰ 3122	93npe?	0.74	-0.065	-0.38	0.25	-3.79	2.8E3	1.9E3	4.073		
NGC 3766	-60 ⁰ 3126	81.5Vne	0.76	-0.12	-0.15	-0.19	-5.14	9.5E3	1.1E4	4.293		
NGC 4103	-60 ⁰ 3746	62IVe	2.48	-0.05	-0.01	0.45	-5.25	1.04E4	5.7E3	4.337		
NGC 4755	-59 ⁰ 4546	82IVne	0.62	-0.06	0.17	0.93	-5.73	1.45E4	5.7E3	4.442		
NGC 4755	-59 ⁰ 4559	82IVne	0.60	-0.06	0.10	0.78	-5.58	1.33E4	5.7E3	4.399		
NGC 4755	-59 ⁰ 4561	82IVne	0.55	-0.08	0.12	0.47	-5.27	1.06E4	5.7E3	4.411		
NGC 5251	HD 119682	09e	0.59	-0.18	-0.05	-1.01	-6.77	4.2E4	9.7E4	4.480		
NGC 5662	HD 127782	88Ve	0.04	0.04	0.10	0.36	-1.41	276	180	4.119		
NGC 6025	HD 143448	81.5Ve	0.69	-0.04	0.005	0.41	-5.39	1.16E4	1.1E4	4.376		
NGC 6087	-57 ⁰ 7791	88Ve	0.62	-0.07	0.01	0.05	-1.10	203	180	4.081		
NGC 6087	HD 146324	98e	3.57	-0.05	0.09	1.80	-2.85	1.03E3	160	4.115	V	
NGC 6167	HD 330950	81Ve	0.59	0.12	0.25	1.34	-7.24	6.1E4	1.6E4	4.680		
NGC 6231	HD 326327	81.5VeS	2.38	-0.085	-0.02	0.12	-5.50	1.26E4	1.1E4	4.365		
NGC 6242	-39 ⁰ 10858	82III	0.68	-0.11	-0.30	-2.35	-3.57	2.0E3	1.7E4	4.207		
NGC 6242	-39 ⁰ 10861	83V	0.49	-0.045	-0.01	0.10	-3.64	2.3E3	1.9E3	4.265		
Tr 24	HD 322447	80IIIp	0.36	-0.035	-0.10	-0.63	-6.33	3.5E4	5.2E4	4.424	V	
Tr 24	HD 322422	80IIIp	0.23	-0.135	-0.39	-1.46	-5.68	1.4E4	5.2E4	4.258	V	
NGC 6363	Nr. 24	88Vne	0.62	0.04	0.14	0.36	-1.41	276	180	4.137		
NGC 6405	HD 160202	87Ve	0.68	0.035	0.15	1.47	-3.09	1.35E3	320	4.168		
IC 4665	HD 161261	88VShe	2.01	0.01	-0.08	-0.30	-0.75	150	180	4.046		350
NGC 6530	MFW 32	83Ve	2.48	0.005	0.08	0.46	-4.00	3.5E3	1.9E3	4.315		
NGC 6530	HD 315023	82.5Vne	0.40	-0.02	0.11	0.31	-4.51	5.1E3	4.0E3	4.371		
NGC 6530	-24 ⁰ 13829	81.5Vne	2.29	-0.02	0.07	0.50	-5.88	1.6E4	1.1E4	4.417		
NGC 6530	-24 ⁰ 13830	82Ve	2.18	-0.11	0.09	0.24	-5.04	8.6E3	5.7E3	4.394		
NGC 6530	MFW 60	81Ve	2.45	-0.015	-0.04	-0.44	-5.48	1.24E4	1.6E4	4.382		
NGC 6530	MFW 61	82Ve	1.24	-0.01	0.02	-0.30	-4.50	5.1E3	5.7E3	4.353		
NGC 6530	-24 ⁰ 13837	81Ve	0.56	0.015	0.08	-0.17	-5.73	1.45E4	1.6E4	4.455		
NGC 6530	-24 ⁰ 13840	82Vne	2.28	-0.05	-0.01	0.19	-4.99	8.2E3	5.7E3	4.337		
NGC 6530	-24 ⁰ 13844	82Vne	1.68	-0.02	-0.08	-0.79	-4.01	3.5E3	5.7E3	4.298		
NGC 6611	-13 ⁰ 4928	80.5Vne	2.62	0.03	0.14	-0.15	-6.38	3.0E4	3.5E4	4.597		
NGC 6611	-13 ⁰ 4936	81Vne	2.22	-0.135	0.18	0.67	-6.57	3.6E4	1.6E4	4.537		
NGC 6611	MFW 314	80IVnn?	2.62	-0.18	0.01	-0.35	-6.81	4.3E4	5.2E4	4.494		
IC 4725	HD 170682	88e ?	2.29	0.07	0.18	1.55	-3.57	2.0E3	460	4.154	III	
IC 4725	-19 ⁰ 5037	87.5IV-V	0.61	0.02	0.12	1.17	-2.33	627	252	4.151		
IC 4725	AS 308	87Vne	1.48	-0.025	0.02	-0.19	-1.43	280	320	4.124		
IC 4725	-19 ⁰ 5044	83e ?	0.58	-0.085	-0.19	0.31	-3.85	3.0E3	1.9E3	4.157		
NGC 6709	Nr. 10	A0V	0.18	0.12	0.28	0.82	-0.47	116	56	4.061		
NGC 6823	+22 ⁰ 3781	80Ive	3.59	0.03	0.05	0.58	-7.74	9.3E4	5.2E4	4.537		
NGC 6830	Nr. 11	89:III:e	0.35	0.105	0.34	1.99	-3.30	1.6E3	240	4.162	III	
NGC 6883	HD 228104	81IVpe	0.28	-0.065	0.10	0.23	-6.13	2.3E4	1.6E4	4.467		
NGC 6885	HD 192344	87Ive	1.92	0.09	0.14	0.80	-2.70	830	180	4.137		280

Stern- aggregat	Name	Typ	f_{seg}	Exzesse (St - *)				M_{bol}	$L/L_{\odot}$	$L^{\text{st}}/L_{\odot}$	$\log T_{\text{eff}}$ K	$v \sin(i)$ km/s
				(B-V) ₀	(U-B) ₀	M_V	M_{bol}					
Tr	37 +57 ⁰ 2358	B3:Vnnpe	0.14	-0.025	-0.02	-0.06	-3.48	1.9E3	1.9E3	4.256		
Tr	37 +57 ⁰ 2374	B0:Vnnpe	0.09	-0.01	0.14	0.86	-8.02	1.24E5	5.2E4	4.720		
Tr	37 +57 ⁰ 2376	B2:Vypne	0.01	-0.01	-0.04	-0.08	-4.07	3.7E3	3.9E3	4.287		
NGC	7160 HD 208392	B0.5Vne	1.66	-0.01	-0.045	0.34	-6.87	4.3E4	3.5E4	4.417		230
NGC	7554 Sand 782	B6Ve	0.74	-0.15	-0.05	1.37	-3.48	1.9E3	500	4.124		

Assoziationen

Sgr	081 HD 165285	B0.5Vne	0.97	-0.02	-0.20	1.02	-7.55	8.2E4	3.5E4	4.700		
Sct	083 -14 ⁰ 5062	B0.5Vne	0.57	-0.06	-0.04	0.12	-6.65	3.8E4	3.5E4	4.449		
Lac	081 HD 211835	B2.5Ve	0.67	-0.01	0.05	-2.00	-2.15	530	1.1E3	4.405		265
Lac	081 HD 216651	B3Ve	1.02	-0.06	-0.08	-1.26	-2.28	620	1.9E3	4.219		310
Lac	081 HD 217543	B2.5Vn	0.52	-0.05	-0.05	-0.51	-3.63	2.3E3	1.1E3	4.282		325
Lac	081 HD 218674	B4Ve	1.27	-0.03	0.04	0.18	-3.28	1.6E3	1.4E3	4.251		
Lac	081b HD 214168	B1Ve	2.30	-0.06	-0.01	0.11	-6.01	1.9E4	1.6E4	4.399		348
Cep	083 HD 216629	B2IVne	0.74	-0.05	-0.02	0.11	-5.56	1.31E4	5.7E3	4.348		
Cep	083 HD 217061	B1Vn	2.41	-0.05	-0.03	0.48	-6.38	3.0E4	1.6E4	4.388		
Cep	083 HD 218066	B1.5Vn	0.10	-0.06	0.08	1.09	-6.32	2.9E4	1.4E4	4.424		
Or1	081 HD 34959	B7IIInS	0.62	0.00	0.08	0.14	-2.50	700	700	4.154 III		348
Or1	081 HD 35439	B1V:pe	1.70	-0.06	-0.03	-0.04	-5.86	1.5E4	1.6E4	4.388		290
Or1	081 HD 36012	B3Ve	0.13	-0.06	-0.09	-0.75	-2.79	9.5E2	1.9E3	4.213		
Or1	081 HD 37490	B3IIIn	1.90	-0.01	0.15	0.99	-5.59	1.5E4	5.0E3	4.305 III		180
Urs	081 HD 112091	B5Vne	0.53	-0.04	-0.06	0.17	-2.63	1.0E3	3.3E2	4.154		220
Urs	081 HD 120324	B2IV-ne	3.13	-0.07	-0.12	1.01	-5.81	1.3E4	5.7E3	4.276		175
Urs	081 HD 142184	B2Ve	1.50	-0.07	-0.14	-0.56	-3.64	2.9E3	5.7E3	4.235		300
Urs	081 HD 142963	B5IIIn	1.37	-0.03	-0.02	-0.45	-3.05	1.15E3	1.8E3	4.230 III		100
Urs	081 HD 142184	B1.5Ve	2.61	-0.01	0.23	0.97	-6.19	2.5E4	1.1E4	4.536		140
R	105 HD 144970	B0Ve	1.01	0.07	-0.02	0.35	-7.31	7.8E4	5.2E4	4.473		
Per	081 HD 13051	B0pe ?	0.01	-0.08	-0.11	0.26	-7.42	7.2E4	5.2E4	4.417 V		150
Mon	081 HD 45995	B2V: nne	0.00	-0.03	0.12	1.33	-6.13	2.3E4	5.7E3	4.411		250
Cep	082 HD 203025	B2Ve	0.00	-0.06	-0.05	1.94	-6.74	4.1E4	5.7E3	4.315		175
Cep	082 HD 203374	B0Vnne	0.00	-0.05	0.07	0.71	-7.87	9.8E4	5.2E4	4.580		315
Cep	082 HD 203773	B1Vnne	0.00	-0.045	-0.06	0.82	-6.72	4.0E4	1.6E4	4.442		480

6.6. Tabelle der Extinktions- und Standardsteine

Name	V	B-V	U-B	Differenz (* - St.)		Name	V	B-V	U-B	Differenz (* - St.)		n
				ΔV	$\Delta(B-V)$					ΔV	$\Delta(B-V)$	
1030.6	6.883	1.199	1.268	0.001	-0.004	1010.1	7.561	1.015	0.746	-0.016	-0.003	1
1046.7	7.055	-0.095	-0.369	-0.001	-0.008	1012.1	6.865	1.156	1.280	-0.007	-0.008	0.644
1062.2	7.647	-0.179	-0.129	-0.001	0.005	1017.1	8.281	-0.089	-0.302	0.011	0.001	1
1074.4	8.197	0.131	0.159	-0.004	0.001	4786.6	8.280	0.399	0.000	0.010	-0.021	0.630
2003.1	7.565	0.227	0.140	-0.004	0.010	4787.2	8.169	0.190	0.116	0.005	0.005	0.067
2010.8	8.014	-0.070	-0.112	0.005	-0.018	4834.2	8.485	0.625	0.097	0.021	-0.010	0.036
2015.8	8.468	0.495	0.404	0.004	-0.002	10060.0	5.942	-0.169	-0.638	-0.008	-0.009	0.006
2026.1	6.929	0.941	0.684	-0.006	-0.004	10986.7	6.262	0.041	-0.831	0.012	0.019	0.019
2027.6	6.837	0.997	0.981	0.003	0.001	11561.7	4.730	0.714	0.238	-0.010	0.004	0.012
2031.1	7.583	1.305	1.417	-0.016	-0.001	13081.9	5.148	0.401	-0.029	-0.012	-0.009	0.011
2340.1	6.927	1.223	1.333	0.004	-0.012	13475.9	4.547	-0.089	-0.339	0.007	-0.009	0.011
2041.4	6.894	0.168	0.096	-0.012	0.004	13620.2	5.053	0.537	0.046	-0.007	-0.003	0.014
2505.8	8.047	0.133	0.068	-0.004	0.008	14100.4	4.425	0.608	0.098	0.005	0.008	-0.013
3037.7	7.171	1.076	0.871	-0.002	0.002	14163.7	4.441	-0.067	-0.730	0.001	-0.017	0.000
4006.4	8.347	0.103	0.084	-0.001	0.013	14421.8	4.894	-0.027	-0.674	-0.026	-0.007	0.026
4030.1	7.189	1.111	0.934	0.000	-0.002	14548.2	4.571	-0.160	-0.745	-0.009	0.000	0.005
5001.1	7.951	0.094	-0.553	0.001	-0.003	14860.5	4.780	-0.131	-0.718	-0.010	-0.021	0.002
5002.7	8.059	-0.040	-0.213	0.000	-0.010	14870.3	4.431	-0.167	-0.813	0.001	-0.007	0.013
5027.7	6.604	1.044	0.725	0.000	-0.010	15258.5	4.439	-0.256	-0.679	-0.016	-0.011	0.005
5084.4	7.428	1.275	1.315	0.008	-0.009	15706.2	7.848	1.198	0.912	0.003	0.002	0.010
5526.8	4.038	-0.175	-0.692	-0.017	0.005	15706.2	8.488	0.101	0.229	0.003	-0.009	0.019
5712.1	4.535	-0.161	-0.648	-0.005	-0.011	15731.6	6.431	0.382	-0.013	-0.005	-0.002	0.004
5823.1	4.618	0.257	0.083	-0.002	0.007	15747.7	8.087	0.259	-0.216	-0.017	0.010	0.013
5823.1	4.645	0.408	-0.053	0.005	0.008	15789.1	7.534	1.373	1.252	-0.006	0.013	0.008
5885.8	-0.064	-0.743	-0.002	-0.004	-0.013	15940.2	8.108	0.006	-0.562	-0.008	-0.006	0.004
5997.7	4.320	0.850	0.494	-0.002	-0.010	15986.8	7.240	0.722	-0.243	-0.002	0.001	0.005
6002.1	6.088	-0.031	-0.247	-0.002	-0.001	16425.9	4.615	0.386	-0.002	-0.005	0.006	0.002
6004.1	8.031	0.018	-0.044	-0.004	-0.001	16479.4	5.947	0.020	-0.903	-0.003	0.020	0.013
6033.4	6.834	1.169	1.207	0.001	-0.001	17291.0	4.059	-0.175	-0.744	-0.011	0.005	-0.024
6070.1	6.070	0.032	0.054	0.011	0.012	17366.7	4.208	0.463	0.008	0.018	0.003	0.002
6243.1	4.645	0.482	0.071	-0.015	0.001	17873.4	6.341	-0.035	-0.466	0.001	0.005	0.024
6246.1	5.906	0.050	0.806	-0.010	0.010	18492.0	4.344	-0.083	-0.428	0.004	-0.003	0.012
6445.1	4.371	0.378	0.042	-0.009	-0.032	18950.2	7.915	-0.041	-0.240	0.003	-0.001	0.008
6486.4	4.146	0.268	0.142	-0.004	0.008	18953.3	6.574	1.219	1.214	0.005	-0.004	0.008
6493.1	4.517	0.382	-0.008	-0.023	-0.008	19785.2	8.329	0.195	-0.161	0.010	-0.001	0.019
6569.7	4.750	0.406	-0.043	-0.020	0.006	19875.5	8.340	1.097	0.930	0.004	0.001	0.002
6595.1	4.863	0.457	-0.042	-0.007	-0.013	19928.3	7.828	0.301	0.080	0.007	0.010	0.008
6710.1	4.612	0.378	0.002	-0.008	-0.012	19951.4	8.073	0.468	0.015	0.014	-0.004	0.013
6700.2	7.869	-0.046	-0.572	-0.001	-0.004	19979.4	7.846	0.446	-0.039	0.007	-0.004	0.002
7032.1	7.644	1.248	1.151	-0.009	-0.023	19100.7	6.548	0.883	0.555	0.005	-0.001	0.014
7032.1	7.825	0.264	0.149	-0.005	0.001	19134.9	7.794	-0.024	-0.015	0.005	0.000	0.013
8024.1	9.100	0.418	-0.012	-0.002	-0.020	19796.3	5.170	0.512	0.060	0.030	0.022	-0.020
8029.2	6.932	1.024	0.814	-0.002	0.000	19796.3	4.287	1.047	0.959	0.017	0.007	0.011
8305.7	7.433	0.375	0.007	-0.023	0.012	2055.04	4.090	1.109	1.039	0.010	-0.001	-0.021
8263.1	6.939	1.504	1.878	-0.021	0.014	2055.04	4.090	1.109	1.039	-0.014	0.009	-0.003
9077.7	7.694	0.095	0.108	-0.004	0.003	20952.2	6.276	-0.091	-0.643	-0.014	0.009	0.002
9001.1	8.061	0.051	0.105	0.001	0.007	20952.2	5.950	-0.154	-0.671	-0.010	-0.014	-0.011
9030.1	6.853	1.119	1.065	0.003	-0.003	22981.9	4.279	-0.062	-0.288	0.009	0.008	0.002
9160.1	8.300	1.040	0.787	0.003	-0.002	21207.6	4.999	-0.152	-0.809	-0.011	-0.032	0.015
9160.1	8.300	1.040	0.787	0.003	-0.002	21364.8	4.195	0.502	-0.015	0.005	0.002	0.015
9160.1	8.300	1.040	0.787	0.003	-0.002	21968.8	4.403	-0.146	-0.561	0.013	0.004	-0.001
9180.1	8.180	0.518	0.039	-0.007	0.000	22234.8	4.128	0.509	0.000	-0.002	-0.001	0.000
9619.1	7.640	0.804	0.478	0.008	-0.028	22422.6	10.068	1.443	1.086	-0.002	0.003	0.016
9619.1	7.640	0.804	0.478	0.008	-0.028	22422.6	10.068	1.443	1.086	0.020	-0.017	0.021

6.7. Katalog der galaktischen cBe-Sterne in Sternhaufen und Assoziationen

Stern- aggregat	Name	Typ	V	β -V	U- β	n	f _{ges}	Exzesse (St -*)			L_{bol} $10^4 L_{\odot}$	log T _{eff} K
								B-V	U-B	M _V		
NGC 457	HD 7902	B6Ibe	7.01	0.42	-0.38	18	1.26	0.01	0.07	0.37	3.3	4.147
NGC 663	+60° 3338	B5Ibe	8.92	0.81	-0.12	2	0.71	-0.10	0.01	0.10	2.9	4.127
NGC 663	+60° 3430	B6Iae	9.27	0.59	-0.28	0	2.71	0.16	0.15	-1.82	2.1	4.257
NGC 663	+60° 347	B0A1ae	9.44	0.01	0.22	0	2.15	-0.03	-0.20	-1.14	1.4	3.900
NGC 869	HD 14134	B3Iae	6.55	0.47	-0.30	3	2.20	-0.03	-0.07	-0.03	14	4.174
NGC 869	HD 13854	B1Iae	6.49	0.28	-0.65	0	2.08	0.09	0.06	-0.10	25	4.415
NGC 2301	HD 50064	cBe	8.25	0.77	-0.32	2	0.11					
NGC 2360	HD 56047	B7Ibhe	8.94	0.10	-0.51	2	0.40					
Bochum 7	SLS 1147	B8+1e1e	11.53	0.58	-0.54	2	0.41					
Pismis 11	HD 80077	B2Iae	7.58	1.37	0.20	0	0.00					
Bochum 11	SLS 1907	B8+ce	8.40	0.27	-0.78	2	0.65					
NGC 3766	HD 100943	B4Iae	7.16	0.13	-0.59	3	0.64	-0.05	-0.09	-2.31		
Pismis 20	HD 136939	B2Ie	8.20	0.93	-0.07	3	0.69	0.06	-0.02	0.26	23	4.267
NGC 6231	HD 152235	B1Iae	6.31	0.51	-0.50	4	2.15	-0.20	-0.21	0.08	16	4.181
NGC 6231	HD 152236	B1aeq	4.74	0.48	-0.56	3	1.60					
Tr 24	HD 152667	B0Iap?	6.16	0.27	-0.71	0	0.33	-0.12	-0.06	-0.00	20	4.310
NGC 6530	HD 164065	B9Iae	7.64	0.03	0.17	5	0.05					
NGC 6618	HD 160607	B9Iap	8.28	1.54	0.41	3	0.06					
NGC 6610	HD 168625	B8Iae	8.37	1.41	0.37	3	0.05					
Roslund 2	HD 186746	B0Iae	7.02	0.93	0.03	3	0.46	0.04	0.07	0.47	14	4.114
NGC 6871	HD 227611	cBe+	8.04	0.41	-0.56	4	0.78					
NGC 6910	HD 194279	B1.5Iae	7.01	1.03	-0.03	0	2.61	-0.18	-0.19	0.00	20	4.181
Assoziationen												
Vel R2	BH 250	O9Ipe	11.01	0.91	-0.12	0	0.01					
Car OB1	SLS 1644	B7Iae	6.15	0.35	-0.42	6	0.01	-0.04	-0.01	0.21	12	4.102

7. LITERATURVERZEICHNIS

- Allen, C.W.: 1973, "Astrophysical Quantities", London
- Alter, G., Ruprecht, J., Vanýsek, V.: 1970, "Catalogue
of Star Clusters and Associations", Budapest
- Andrews, A.D., Lindsay, E.M.: 1964, Irish Astron. J., 6, 241
- Ardeberg, A.: 1972, Astron. Astrophys., 19, 384
- Seade, D.: 1982, Astron. Astrophys., 105, 65
- Barkhatova, K.A.: 1950, Astron. zurnal, Akademiya nauk SSSR,
27, 180
- Bart, J., Bok, P.F.: 1960, Monthly Notices Roy. Astr. Soc.,
121, 531
- Batten, A.F., Fletcher, J.M., Mann, P.J.: 1978,
Publ. Dom. Astr. Obs. Victoria, Vol. XV, Nr. 5
- Becker, W., Finkart, R.P.: 1971, Astron. Astrophys. Suppl.,
4, 241
- van den Bergh, S., Sher, D.: 1960, Publ. Dav. Dun. Obs.,
2, 203
- Bidelman, W.P.: 1976, in IAU Symp. 70 "Be and Shell Stars",
A. Slettebak (Hrsg.), Dordrecht, S. 453
- Bohannon, B., Epps, H.W.: 1974, Astron. Astrophys. Suppl.,
18, 47
- Bok, S.J., Bok, P.F.: 1969a, Astron. J., 74, 1125
- Bok, S.J., Bok, P.F.: 1969b, Steward Obs. Nr. 24
- Bolton, G.T.: 1982, in IAU Symp. 96 "Be Stars", M. Jaschek
und H.G. Groth (Hrsg.), Dordrecht, S. 181
- Cardon de Lichtbuer, P.: 1982, in IAU Symp. 98 "Be Stars",
M. Jaschek und H.G. Groth (Hrsg.), Dordrecht, S. 45
- Collinder, P.: 1931, Ann. Obs. Lund, Nr. 2
- Collins II, G.U., Sonneborn, G.H.: 1977, Astrophys. J.
Suppl., 34, 41
- Cousins, A.W.J.: 1963, Roy. Obs. Bull., Nr. 69
- Cousins, A.W.J.: 1967, Monthly Notices Astron. Soc. South
Africa, 26, 151
- Cousins, A.W.J.: 1971, Roy. Obs. Ann., Nr. 7

- Cousins, A.W.J.: 1973, Mem. Roy. Astr. Soc., 77, 223
- Cousins, A.W.J., Stoy, R.H.: 1962, Roy. Obs. Bull., Nr. 49
- Coynes, G.V.: 1976, in IAU Symp. 70 "Be and Shell Stars",
A. Slettebak (Hrsg.), Dordrecht, S. 233
- Crampin, J., Hoyle, F.: 1960, Monthly Notices Roy. Astr. Soc.,
120, 33
- Crampton, D.: 1968, Astron. J., 73, 338
- Crampton, D.: 1971, Monthly Notices Roy. Astr. Soc., 153, 303
- Crampton, D.: 1971, Astron. J., 76, 260
- Crampton, D.: 1979, Astrophys. J., 230, 717
- Crampton, D., Georgelin, Y.M., Georgelin, Y.P.: 1978,
Astron. Astrophys., 66, 1
- Dachs, J.: 1969, Sterne u. Weltraum, 8, 32
- Dachs, J.: 1982, in IAU Symp. 98 "Be Stars", M. Jaschek und
H.G. Groth (Hrsg.), Dordrecht, S. 19
- Dachs, J., Kaiser, D., Nikolov, A., Sherwood, W.A.: 1982,
Astron. Astrophys., im Druck
- Dachs, J., Wamsteker, W.: 1982, Astron. Astrophys., 107, 240
- Doazan, V., Thomas, R.: 1982, in "B Stars with and without
emission lines", A. Underhill und V. Doazan (Hrsg.),
Paris, S. 409
- Endal, A.S.: 1982, in IAU Symp. 98 "Be Stars", M. Jaschek und
H.G. Groth (Hrsg.), Dordrecht, S. 299
- Evans, T.L.: 1960, Monthly Notices Roy. Astr. Soc., 192, 47
- Feinstein, A., Marraco, H.G.: 1979, Astron. J., 84, 1713
- Feitzinger, J.V., Isserstedt, J., Schmidt-Kaler, Th.:
1977, Astron. Astrophys., 57, 265
- Felli, M., Harten, R.H.: 1981, Astron. Astrophys., 100, 28
- Fenkart, R.P.: 1979, in IAU Symp. 84 "The Large-Scale
Characteristics of the Galaxy", W.B. Burton (Hrsg.),
College Park, S. 93
- Fenkart, R.P., Binggeli, B.: 1979, Astron. Astrophys.
Suppl., 35, 271

- Ferrer, L., Jaschek, C.: 1971, Publ. Astron. Soc. Pacific, 83, 346
- Frost, S.A., Conti, P.S.: 1970, in IAU Symp. 70 "Be and Shell Stars", A. Slettebak (Hrsg.), Dordrecht, S. 139
- Georgelin, Y.P., Georgelin, Y.M.: 1970, Astron. Astrophys., 6, 349
- Georgelin, Y.P., Georgelin, Y.M.: 1970, Astron. Astrophys., 7, 133
- Georgelin, Y.M., Georgelin, Y.P.: 1976, Astron. Astrophys., 49, 57
- Georgelin, Y.M., Georgelin, Y.P., Sivan, J.P.: 1979, in IAU Symp. 84 "The Large-Scale Characteristics of the Galaxy", W.B. Burton (Hrsg.), College Park, S.65
- Golay, M.: 1974, "Introduction to Astronomical Photometry", Dordrecht
- Graham, J.A.: 1979, in IAU Symp. 84 "The Large-Scale Characteristics of the Galaxy", W.B. Burton (Hrsg.), College Park, S. 195
- Grayzeck, E.J.: 1978a, Astron. J., 83, 1390
- Grayzeck, E.J.: 1978b, Astron. J., 83, 1397
- Grayzeck, E.J.: 1979, Astron. J., 84, 329
- Hardie, R.H.: 1962, in "Stars and Stellar Systems" Vol. II, J.A. Hiltner (Hrsg.), Chicago, S. 178
- Hardop, J., Strittmatter, P.A.: 1968, Astrophys. J., 153, 465
- Hardop, J., Strittmatter, P.A.: 1970, in IAU Coll. 4 "Stellar Rotation", A. Slettebak (Hrsg.), S. 48
- Harmanec, P.: 1982, in IAU Symp. 98 "Be Stars", M. Jaschek und H.G. Groth (Hrsg.), Dordrecht, S. 279
- Hodge, P.W., Wright, F.W.: 1967, "The Large Magellanic Cloud", Smithsonian Press, Washington, D.C.
- Hoffleit, D.: 1964, "Catalogue of Bright Stars", New Haven
- Huang, S.S.: 1978, Astrophys. J., 219, 956
- Humphreys, P.M.: 1970, Astron. J., 75, 602

- Humphreys, R.M.: 1976, Publ. Astr. Soc. Pacific, 88, 647
- Humphreys, R.M.: 1979, in IAU Symp. 84 "The Large-Scale Characteristics of the Galaxy", W.B. Burton (Hrsg.), College Park, S. 93
- Hutchings, J.B.: 1968, Monthly Notices Roy. Astr. Soc., 141, 235
- Isserstedt, J.: 1975, Astron. Astrophys., 41, 175
- Janes, K., Adler, D.: 1982, Astrophys. J. Suppl. Ser., 49, 425
- Jaschek, C., Ferrer, L., Jaschek, M.: 1971, Obs. Astron. Univ. Nacional La Plata, Ser. Astron. (Argentina), Vol. 37
- Jaschek, C., deSierra, A.C., Conde, H.: 1964, Obs. Astron. Univ. Nacional La Plata, Ser. Astron. (Argentina), Vol. 28
- Jeffers, H.M., van den Bos, W.H., Greeby, F.M.: 1963, Publ. Lick Obs., Univ. California, Vol. XXI
- Jerzykiewicz, M., Sterken, C.: 1979, in "Changing Trends in Variable Star Research", I.M. Bateson, J. Smak und I.H. Urch (Hrsg.), Hamilton, N.Z.: Univ. Waikato, S. 474
- Johnson, H.L.: 1952, Astrophys. J., 116, 272
- Johnson, H.L.: 1966, Ann. Rev. Astron. Astrophys., 4, 193
- Johnson, H.L., Morgan, W.W.: 1951, Astrophys. J., 114, 522
- Johnson, H.L., Morgan, W.W.: 1953, Astrophys. J., 117, 313
- Klare, G., Neckel, Th.: 1977, Astron. Astrophys. Suppl., 27, 215
- Klinkmann, W.: 1973, Dissertation, Bochum
- Kriz, S.: 1979a, Bull. Astron. Inst. Czech., 30, 83
- Kriz, S.: 1979b, Bull. Astron. Inst. Czech., 30, 95
- Kukarkin, B.V., Parenago, P.P., Efremov, J.I., Holopov, P.N.: 1958, "General Catalogue of Variable Stars", Sec. Ed., Academy of Science, Moskau sowie Ergänzungsbände 1960, 1967 und 1968
- Lindsay, E.M.: 1963, Irish Astron. J., 6, 127
- Lindsay, E.M., Mullan, D.J.: 1963, Irish Astron. J., 6, 51
- Lockman, F.J.: 1979, Astrophys. J., 232, 761

- Lohmann, U.: 1964, Z. Astrophys., 60, 43
- Marlbrough, J.M.: 1982, in IAU Symp. 98 "Be Stars",
M. Jaschek und H.G. Groth (Hrsg.), Dordrecht, S. 361
- Martin, W.L., Warren, P.R., Feast, M.W.: 1979
Monthly Notices Roy. Astr. Soc., 188, 139
- Masse, D.: 1975, Publ. Astr. Soc. Pacific, 87, 777
- McFarland, J., Lindsay, E.M., Andrews, A.D.: 1975,
"An Atlas For the Armagh Survey of H. Emission Objects
in the Large Magellanic Cloud", Publ. Armagh Obs.
- Meadows, A.J.: 1960, Astron. J., 65, 335
- Mermilliod, J.C.: 1982, in IAU Symp. 98 "Be Stars",
M. Jaschek und H.G. Groth (Hrsg.), Dordrecht, S.23
- Mermilliod, J.C.: 1982a, Astron. Astrophys., 109, 37, 48
- Meyer-Hofmeister, E., Thomas, H.L.: 1971, Max-Planck-Inst.
Publ., MPI-PAE/Astro 41
- Hoffat, A.F.J.: 1970, Dissertation, Bochum
- Hoffat, A.F.J., Vogt, N.: 1973, Astron. Astrophys., 23, 317
- Neckel, Th., Klare, G.: 1980, Astron. Astrophys. Suppl.,
42, 251
- Nicolet, B.: 1978, Astron. Astrophys. Suppl., 34, 1
- Pişmiş, P., Bozkurt, S.: 1977, Astron. Astrophys. Suppl.,
30, 81
- Poeckert, R.: 1982, in IAU Symp. 98 "Be Stars", M. Jaschek
und H.G. Groth (Hrsg.), Dordrecht, S. 453
- Poeckert, R., Bastian, P., Landstreet, J.D.: 1979,
Astron. J., 84, 812
- Poeckert, R., Marlborough, J.M.: 1978, Astrophys. J., 220, 940
- Poeckert, R., Marlborough, J.M.: 1979, Astrophys. J., 233, 259
- Rousseau, J., Martin, N., Prévot, L., Rebeiro, E.,
Robin, A., Brunet, J.P.: 1978, Astron. Astrophys.
Suppl., 31, 243
- Ruusalepp, M.: 1982, in IAU Symp. 98 "Be Stars", M. Jaschek
und H.G. Groth (Hrsg.), Dordrecht, S. 493
- Sanders, W.L.: 1971, Astron. Astrophys., 14, 226
- Schild, R.E.: 1966, Astrophys. J., 146, 142

- Schild, R.E.: 1978, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 37, 77
- Schild, R.E., Hiltner, W.A., Sanduleak, N.: 1969,
Astrophys. J., 156, 609
- Schild, R.E., Romanishin, W.: 1976, *Astrophys. J.*, 204, 493
- Schmidt-Kaler, Th.: 1964a, *Z. Astrophys.*, 58, 217
- Schmidt-Kaler, Th.: 1964b, *Z. Astrophys.*, 58, 241
- Schmidt-Kaler, Th.: 1964c, *Veröff. Bonn*, Nr. 70
- Schmidt-Kaler, Th.: 1965, *Astron. J.*, 70, 691
- Schmidt-Kaler, Th.: 1975, in *Vistas in Astronomy*, Vol. 19, S. 69
- Schmidt-Kaler, Th.: 1979, in *IAU Symp. 84 "The Large-Scale Characteristics of the Galaxy"*, W.B. Burton (Hrsg.),
College Park, S. 195
- Schmidt-Kaler, Th.: 1982, in *Landolt-Börnstein, New Series*,
VI/2b, "Stars and Star Clusters", H. Schaifers und
H.H. Voigt (Hrsg.), Berlin, S. 1
- Schmidt-Kaler, Th., Dachs, J.: 1968, *ESD Bull.*, 5, 15
- Schmidt-Kaler, Th., Schlosser, W.: 1973, *Astron. Astrophys.*,
25, 191
- Secchi, A.: 1866, *Astron. Nachr.*, 68, 53
- Serkowski, K.: 1963, *Astrophys. J.*, 138, 1033
- Serkowski, K.: 1970, *Astrophys. J.*, 160, 1083
- Serkowski, K., Mathewson, D.S., Ford, V.L.: 1975,
Astrophys. J., 196, 261
- Slettebak, A.: 1982a, in *IAU Symp. 98 "Be Stars"*, M. Jaschek
und H.G. Groth (Hrsg.), Dordrecht, S. 109
- Slettebak, A.: 1982b, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, 50, 55
- Smith, L.F.: 1968, *Monthly Notices Roy. Astr. Soc.*, 141, 317
- Snow, Th.P., Peters, G.J., Mathieu, R.D.: 1979,
Astrophys. J. Suppl. Ser., 39, 359
- Sonneborn, G.: 1982, in *IAU Symp. 98 "Be Stars"*, M. Jaschek
und H.G. Groth (Hrsg.), Dordrecht, S. 493
- Sonneborn, G., Collins, G.W.: 1977, *Astrophys. J.*, 213, 787
- Struve, J.: 1931, *Astrophys. J.*, 73, 94

- Suzuki, M.: 1979, Publ. Astr. Soc. Japan, 32, 331
- Tammann, G.A.: 1970, in IAU Symp. 36 "The Spiral Structure of Our Galaxy", W. Becker und G. Contopoulos (Hrsg.), S. 249
- Trümpler, R.J.: 1930, Lick Obs. Bull., Vol. XIV, S. 154
- Trümpler, R.J., Weaver, H.F.: 1953, "Statistical Astronomy", Univ. California
- Tüg, H.: 1977, ESO Messenger, 11, 7
- Underhill, A., Doazan, V.: 1982, "B Stars with and without Emission Lines", Monograph Series on nonthermal phenomena in stellar atmospheres, Centre National de la Recherche Scientifique, Paris
- Vasilevski, S., Klemola, A., Preston, G.: 1958, Astron. J., 63, 387
- Vasilevski, S., Rach, R.A.: 1957, Astron. J., 62, 175
- de Vaucouleurs, G.: 1980, Publ. Astr. Soc. Pacific, 92, 576, 57
- Vogt, M.: 1979, E Region Stars, ESO
- Vogt, M., Moffat, A.F.J.: 1975, Astron. Astrophys., 39, 477
- Wackerling, L.R.: 1970, Mem. Roy. Astr. Soc., 73, 153
- van der Laerden, B.L.: 1965, "Mathematische Statistik", Berlin
- Walborn, N.R.: 1973, Astron. J., 78, 1067
- Wallenquist, A.: 1959, Uppsala Ann., 4, Nr. 6
- Whiteoak, J.B.: 1963, Monthly Notices Roy. Astr. Soc., 125, 105
- Wolf, H.: 1968, "Ausgleichsrechnung nach der Methode der kleinsten Quadrate", Bonn
- van Wijk, U.: 1952, Harvard Bull. Nr. 921, 7

An erster Stelle möchte ich Herrn Prof. Dr. Th. Schmidt-Kaler danken, der die vorliegende Arbeit anregte und ihren Fortgang durch hilfreiche Diskussionen förderte. Für die zur Verfügung gestellten langen Beobachtungsaufenthalte an der Bochumer Außenstation auf La Silla/Chile und für die Möglichkeit, die Daten mit dem Institutsrechner pdp 11/60 auszuwerten, möchte ich ihm ebenfalls meinen Dank aussprechen.

Mein Dank gilt ferner Herrn Prof. Dr. J. Dachs für aufschlußreiche Diskussionen und Hinweise zur Arbeit.

Herrn Brauer danke ich für die sorgfältige Anfertigung vieler Zeichnungen und Herrn Hünecke für die Ausführung der photographischen Arbeiten.

Außerdem sei allen Mitarbeitern des Astronomischen Instituts gedankt, die durch wertvolle Anregungen oder technische Unterstützung zu dieser Arbeit beitrugen.

Weiterhin danke ich dem European Southern Observatory für die finanzielle Unterstützung des dritten Beobachtungsaufenthaltes auf La Silla/Chile.

Lebenslauf

- 1953 geboren am 15. August in Duisburg als Sohn des kaufmännischen Angestellten Leonhard Kozok und seiner Frau Gertrud, geb. Janik
- 1960 Einschulung in die Volksschule an der Warbruckstraße in Duisburg-Marxloh
- 1964 Aufnahme in das mathematisch-naturwissenschaftliche Leibniz-Gymnasium in Duisburg-Hamborn
- 1972 Abitur und Immatrikulation an der Ruhr-Universität Bochum im Fach Physik
- 1974 Diplom-Vorprüfung in Physik
- 1977 Diplomarbeit im Astronomischen Institut über das Thema: "Zweite Post-Newtonsche Näherung des allgemeinen relativistischen N-Körperproblems"
- 1978 Diplom-Hauptprüfung in Physik

